



สถาบันวิจัยดาราศาสตร์แห่งชาติ (องค์การมหาชน)
National Astronomical Research Institute of Thailand
(Public Organization)

คู่มือการศึกษาดาราศาสตร์ เชิงปฏิบัติการ

โดย มติพล ตั้งมติธรรม

โครงการอบรมครูเชิงปฏิบัติการด้านดาราศาสตร์

สำนักบริการวิชาการและสื่อสารทางดาราศาสตร์ สถาบันวิจัยดาราศาสตร์แห่งชาติ (องค์การมหาชน)

คู่มือการศึกษาดาราศาสตร์เชิงปฏิบัติการ

โดย มติพล ตั้งมติธรรม

สงวนลิขสิทธิ์	สงวนลิขสิทธิ์ของสถาบันวิจัยดาราศาสตร์แห่งชาติ (องค์การมหาชน) กระทรวงวิทยาศาสตร์และเทคโนโลยี
ISBN	978-616-12-0303-0
พิมพ์ครั้งที่	1
ปีที่พิมพ์	กันยายน 2556
จำนวนหน้า	175
จำนวนเล่มที่พิมพ์	500 เล่ม
ผู้จัดพิมพ์	สำนักบริการวิชาการและสารสนเทศทางดาราศาสตร์

คำนำ

คู่มือการศึกษาดาราศาสตร์เชิงปฏิบัติการเล่มนี้ ได้จัดทำขึ้นเพื่อจุดประสงค์ในการเป็นหนังสืออ้างอิงสำหรับผู้ที่มีความประสงค์จะทำการวิจัยทางด้านดาราศาสตร์ โดยที่ผู้เขียนได้เรียบเรียงเนื้อหาที่คิดว่าน่าจะเป็นประโยชน์ในการเริ่มต้นโครงการวิจัยทางด้านดาราศาสตร์ได้ มาไว้ในหนังสือเล่มเดียวกัน ตั้งแต่เรื่องของทรงกลมท้องฟ้า ระบบพิกัดท้องฟ้า การเคลื่อนที่ของวัตถุท้องฟ้า เทคนิคดาราศาสตร์ในทางด้าน Astrometry และ Photometry สเปกตรัมคลื่นแม่เหล็กไฟฟ้า วัฏจักรชีวิตของดาวฤกษ์ พื้นฐานเกี่ยวกับทฤษฎีการถ่ายภาพทางด้านดาราศาสตร์ คู่มือการใช้งานกล้อง PROMPT คู่มือสำหรับโปรแกรมที่เกี่ยวข้องกับการทำงานวิจัยดาราศาสตร์ แหล่งฐานข้อมูลที่อาจจะมีประโยชน์ในการทำงานวิจัย รวมไปถึงภาคผนวก พื้นฐานทั่วไปเกี่ยวกับการทำงานทางวิทยาศาสตร์ เลขényสำคัญ ความคลาดเคลื่อน และค่าคงที่ต่างๆ ในทางดาราศาสตร์

เนื้อหาของคู่มือฉบับนี้ ไม่ได้ถูกเขียนมาเพื่อใช้เป็นคู่มือสำหรับการเรียนการสอนวิชาดาราศาสตร์ โดยลำพัง แต่ได้ถูกเขียนมาเพื่อเป็นคู่มืออ้างอิง และเสริมเนื้อหา สำหรับผู้ที่มีความรู้ทางดาราศาสตร์เบื้องต้นบ้างแล้ว โดยเนื้อหาได้ออกแบบมาสำหรับผู้อ่านที่มีพื้นฐานทางวิทยาศาสตร์ในระดับชั้นมัธยมศึกษาตอนปลาย เพื่อเป็นคู่มือช่วยส่งเสริม และสนับสนุนการทำโครงการวิจัยทางดาราศาสตร์สำหรับนักเรียนชั้นมัธยมศึกษา และเป็นจุดเริ่มต้นส่งเสริมให้ครูวิทยาศาสตร์ในชั้นมัธยมศึกษาหันมาชักชวนให้นักเรียนชั้นมัธยมศึกษาเริ่มทำโครงการวิจัยทางดาราศาสตร์มากยิ่งขึ้น

ผู้เขียนได้ใช้ความรู้ทางด้านดาราศาสตร์ และประสบการณ์ทางด้านการศึกษา และบริการวิชาการทางด้านดาราศาสตร์ที่สั่งสมมานับสิบปี เรียบเรียงมาเป็นเนื้อหาที่กระชับ แต่ครอบคลุมในหลายเนื้อหาที่ผู้ที่มีความประสงค์จะเริ่มทำงานวิจัยทางดาราศาสตร์ในขั้นต้นสามารถที่จะเริ่มต้นได้ ผู้เขียนหวังเป็นอย่างยิ่งว่า คู่มือนี้จะมีประโยชน์ในการทำงานวิจัยทางด้านดาราศาสตร์ รวมไปถึงกระตุ้นให้ผู้อ่านหันมาสนใจกับการเริ่มทำงานวิจัยทางด้านดาราศาสตร์ มากยิ่งขึ้น

อย่างไรก็ตาม คู่มือเล่มนี้ถูกเขียนขึ้นมาเป็นเพียงตัวจุดประกายเริ่มต้นในการทำงานวิจัยเพียงเท่านั้น เนื่องจากในการทำงานวิจัยนั้น ผู้ทำย่อมที่จะต้องประสบกับเนื้อหา คำถาม และปัญหาที่นอกเหนือและต่างออกไปจากที่หนังสือเล่มใดเล่มหนึ่งจะครอบคลุมได้หมด ผู้เขียนจึง

ฝากให้ผู้อ่านใครหาความรู้เพิ่มเติมในส่วนรายละเอียดของงานวิจัยของ สืบต่อไปด้วยตัวเอง

เนื่องด้วยในการทำงานวิจัยอาจจะต้องมีการสื่อสารกับสากล ทั้งในการทำงานร่วมกัน แลกเปลี่ยนความรู้ หรือในการนำเสนอผลงานระดับนานาชาติ ผู้เขียนจึงพยายามคงคำศัพท์เทคนิคทางภาษาอังกฤษประกอบเอาไว้ พร้อมทั้งการเพิ่มส่วนของดรรชนีที่เป็นภาษาอังกฤษ เพื่อให้ผู้อ่านที่อาจจะเกิดความสงสัยในทางคำศัพท์สามารถใช้คู่มือนี้ในการสืบหาความหมายของคำศัพท์เทคนิคทางดาราศาสตร์ที่เป็นภาษาอังกฤษได้

ผู้เขียนขอขอบคุณสถาบันวิจัยดาราศาสตร์แห่งชาติ (องค์การมหาชน) และกระทรวงวิทยาศาสตร์และเทคโนโลยี ที่สนับสนุนในการจัดทำคู่มือเล่มนี้ พร้อมทั้งขอขอบคุณ ดร. ศรัณย์ โปษยะจินดา, ดร. วิภู รุโจปการ, เจ้าหน้าที่สารสนเทศดาราศาสตร์ สถาบันวิจัยดาราศาสตร์แห่งชาติ ประณิตา เสพปั่นคำ, ธีรยุทธ ลอยลิบ, ชนาภานต์ สันติคุณาภรณ์, ภาณุ อุบลน้อย, วัฒนภพ ตันวุฒิบัณฑิต, กรกมล ศรีบุญเรือง, สิทธิพร เดือนตะคุ, วทัญญู แพทย์วงษ์, อาจรวงศ์ จันทมาศ, ญัฐยา ศิริวนสกุล, ตอริก เอ็งปียา, รอยาลี มามะ, ฌรกมล ทัชฌัมภรธีรกุลว์, และนักเรียนในโครงการอบรมครูเชิงปฏิบัติการขั้นสูง รุ่นที่ 1 รัตนาวดี ทัชชะวงษ์ ที่ให้คำแนะนำและช่วยตรวจทานเนื้อหา และสนับสนุนให้คู่มือเล่มนี้สำเร็จลุล่วงไปได้ด้วยดี

มติพล ตั้งมติธรรม

สถาบันวิจัยดาราศาสตร์แห่งชาติ (องค์การมหาชน)

24 สิงหาคม พ.ศ. 2556

สารบัญ

1	ทรงกลมท้องฟ้า (Celestial Sphere)	8
1.1	ทรงกลมท้องฟ้าแบบไม่มีเส้นขอบฟ้า	8
1.2	ทรงกลมท้องฟ้าและเส้นขอบฟ้า	10
1.2.1	ผู้สังเกตจากขั้วโลกเหนือและใต้	11
1.2.2	ผู้สังเกตจากเส้นศูนย์สูตร	11
1.2.3	ผู้สังเกตจากบริเวณอื่นๆ	12
1.3	ดวงอาทิตย์บนทรงกลมท้องฟ้า	13
1.4	การเคลื่อนที่ของทรงกลมท้องฟ้า	14
2	ระบบพิกัดท้องฟ้า (Celestial Coordinate System)	15
2.1	ระบบพิกัดขอบฟ้า (Horizontal Coordinate System)	15
2.2	ระบบพิกัดศูนย์สูตร (Equatorial Coordinate System)	17
2.2.1	หน่วยย่อยในระบบพิกัดศูนย์สูตร	17
2.2.2	การหาระยะห่างเชิงมุมในพิกัดศูนย์สูตร	18
2.3	ระบบพิกัดสุริยวิถี (Ecliptic Coordinate System)	19
2.4	ระบบพิกัดกาแล็กซี (Galactic Coordinate System)	20
2.5	ระบบพิกัดกลุ่มกาแล็กซี (Supergalactic Coordinate System)	20
3	การเคลื่อนที่ของท้องฟ้า (Celestial Motion)	22
3.1	ละติจูดของผู้สังเกต	22
3.1.1	ดาวค้างฟ้า (Circumpolar Stars)	22
3.1.2	ดาวที่ไม่สามารถสังเกตเห็นได้	23
3.1.3	altitude ของดาว ณ meridian	23
3.1.4	ตำแหน่งของดวงอาทิตย์บนพิกัดท้องฟ้า	25
3.2	เวลาดาราคติท้องถิ่น Local Sidereal Time (LST)	27
3.3	มุมชั่วโมง (Hour Angle: HA)	29
4	การวัดตำแหน่งวัตถุท้องฟ้า (Astrometry)	30
4.1	การศึกษาวงโคจรของวัตถุท้องฟ้า (Orbital Motion)	31
4.2	มุมพารัลแลกซ์ (Parallax Angle)	31

4.2.1	Lunar Parallax	32
4.2.2	Venus Transit	33
4.2.3	พารัลแลกซ์ของดาวฤกษ์ (Stellar Parallax)	34
4.3	กำลังการแยก (Angular Resolution)	36
4.3.1	Diffraction Limit	37
5	การวัดแสง (Photometry)	40
5.1	กำลังส่องสว่าง (Luminosity)	40
5.2	ฟลักซ์ (Flux)	40
5.3	ลำดับความสว่าง (Magnitude)	42
5.3.1	ลำดับความสว่างปรากฏ (Apparent Magnitude)	42
5.3.2	ลำดับความสว่างสัมบูรณ์ (Absolute Magnitude)	43
5.4	โมดูลัสของระยะทาง (Distance Modulus)	44
5.5	เทียนมาตรฐาน (Standard Candle)	45
5.6	การวัดการแปรแสง (Differential Photometry)	48
5.6.1	กราฟแสง (Light Curve)	48
5.6.2	วันที่และเวลาในทางดาราศาสตร์ (Julian Date)	49
6	สเปกตรัมคลื่นแม่เหล็กไฟฟ้า (Electromagnetic Spectrum)	52
6.1	ความยาวคลื่น ความถี่ และพลังงาน (Wavelength, Frequency, and Energy)	52
6.2	การแผ่รังสีของวัตถุดำ (Black-body Radiation)	53
6.2.1	กฎของสเตฟาน-โบลทซ์มานน์ (Stefan-Boltzmann Law)	54
6.2.2	กฎของวีน (Wien's law)	55
6.3	แถบการดูดกลืนและการเปล่งแสง (Absorption & Emission Line)	56
6.3.1	การเปล่งแสง (Emission)	56
6.3.2	การดูดกลืนแสง (Absorption)	57
6.3.3	การกระเจิงของแสง (Scattering)	58
6.3.4	การเลื่อนทางแดง (Redshift)	58
6.4	สเปกโตรสโคปี (Spectroscopy)	60
6.5	Filter ทางดาราศาสตร์ (Astronomical Filter)	61
6.5.1	UBVRI Filters	61
6.5.2	LRGB Filters	62
6.5.3	filter ประเภทอื่นๆ	64
7	วัฏจักรชีวิตของดาวฤกษ์ (Stellar Evolution)	66
7.1	ชนิดสเปกตรัม (Spectral Class)	67
7.2	แผนภูมิเฮิร์ตซปรุง-รัสเซลล์ (Hertzsprung-Russell diagram)	67
7.3	ดาวในลำดับหลัก (Main Sequence Stars)	69
7.3.1	มวลของดาวในลำดับหลัก	69
7.3.2	อายุขัยของดาวในลำดับหลัก	70
7.4	เมื่อดาวลำดับหลักหมดอายุขัย	71

7.4.1	ดาวมวลน้อย (Low-Mass Stars)	71
7.4.2	ดาวมวลปานกลาง (Mid-sized Stars)	71
7.4.3	ดาวมวลมาก (Massive Stars)	72
7.5	แผนภูมิเฮอร์ตซปรุง-รัสเซลล์ของกระจุกดาว (H-R Diagram of a Cluster)	74
7.5.1	จุดเบนออกจากแถบลำดับหลัก (Main Sequence Turnoff Point)	75
8	การถ่ายภาพทางดาราศาสตร์ (Astrophotography)	78
8.1	กล้องโทรทรรศน์ (Telescope)	78
8.1.1	ระบบฐานตั้งกล้องโทรทรรศน์ (Telescope Mount)	79
8.1.2	World Coordinate System (WCS)	80
8.2	ซีซีดี (CCD)	81
8.3	การประมวลผลภาพถ่ายทางดาราศาสตร์ (Image Processing)	82
8.3.1	Dark Frame	82
8.3.2	Flat Field	82
8.3.3	Signal to Noise Ratio (SNR)	84
8.4	Point Spread Function (PSF)	86
8.4.1	Full Width at Half Maximum (FWHM)	87
8.5	Aperture Photometry	87
9	คู่มือการใช้กล้องดูดาว PROMPT	89
9.1	ข้อมูลเบื้องต้น	89
9.2	Skynet Live	90
9.2.1	คำอธิบายสถานะต่างๆ	90
9.3	ระบบ Priority	92
9.4	Observation Manager	92
9.4.1	Add Observation	94
9.5	ตัวอย่างในการส่งกล้อง PROMPT	96
9.5.1	การส่งภาพเดี่ยว	96
9.5.2	การตั้งตารางการถ่ายภาพเป็นชุดที่เว้นระยะเวลาสม่ำเสมอ	97
9.5.3	การติดตามผลงานภาพที่ได้ส่งเอาไว้	99
9.5.4	ตัวอย่างที่ผิด	101
9.6	การติดตามงานที่ส่งถ่ายเอาไว้	104
9.6.1	การดาวน์โหลดภาพที่ถ่ายเสร็จสิ้นแล้ว	104
10	โปรแกรมทางดาราศาสตร์ (Astronomy Software)	107
10.1	โปรแกรมแผนที่ดาว (Planetarium Software)	107
10.1.1	Stellarium	107
10.1.2	Carte du Ciel	112
10.2	โปรแกรมอ่านไฟล์และวิเคราะห์ภาพทางดาราศาสตร์ (Astronomy Analysis Tool)	115
10.2.1	SAO Image DS9	116
10.2.2	Iris	121
10.2.3	Aperture Photometry Tool	128

10.3 โปรแกรมสร้างกราฟทั่วไป (Plotting Tool)	136
10.3.1 Microsoft Excel Tips	136
11 ตัวอย่างโครงงานวิจัยทางดาราศาสตร์	139
11.1 โครงงานเบื้องต้น (Basic Projects)	139
11.2 งานวิจัยที่ใช้การวัดตำแหน่งวัตถุท้องฟ้า (Astrometry)	142
11.3 งานวิจัยที่เกี่ยวข้องกับการวัดความเข้มของแสง (Photometry)	144
11.4 โครงงานที่ใช้สเปกโตรสโกปี (Spectroscopy)	148
11.5 โครงงานเชิงคำนวณหรือสร้างแบบจำลอง (Computational/Modeling)	150
12 ฐานข้อมูลและเครื่องมือทางดาราศาสตร์ (Resources)	152
12.1 NAAP Astronomy Labs	152
12.2 JPL-HORIZONS	152
12.3 General Catalogue of Variable Stars	153
12.4 Linear Elements of Eclipsing Binaries	153
12.5 PHOEBE	153
12.6 OGLE	153
12.7 Minor Planet Checker	154
12.8 SIMBAD	154
12.9 ALADIN	154
12.10 CBAT	154
12.11 Latest Supernovae	155
12.12 Sloan Digital Sky Survey (SDSS)	155
12.13 The Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST)	155
A เลขนัยสำคัญ (Significant Figures)	156
A.1 หลักของเลขนัยสำคัญ	157
A.2 สัญกรณ์วิทยาศาสตร์ (scientific notation)	157
A.3 การปัดเลขทศนิยม	158
A.4 เลขนัยสำคัญจากการคำนวณ	159
B ความคลาดเคลื่อน (Error Analysis)	160
B.1 ความคลาดเคลื่อนในการวัด (Measurement Error)	160
B.2 ความคลาดเคลื่อนทางสถิติ (Statistical Error)	161
B.2.1 Gaussian Distribution	161
B.2.2 Poisson Distribution	162
B.3 ความคลาดเคลื่อนเชิงระบบ (Systematic Error)	163
B.4 การถ่ายทอดความคลาดเคลื่อน (Propagation of Error)	164
B.5 Confidence Interval	165

C	ค่าคงที่ (Useful Constants)	166
C.1	คำอุปสรรคเมตริก (Metric Prefixes)	166
C.2	ค่าคงที่สากล (Universal Constants)	167
C.3	ระยะทางทางดาราศาสตร์ (Astronomical Distances)	167
C.4	ตารางข้อมูลเกี่ยวกับดวงอาทิตย์และโลก (Useful Sun and Earth Reference Values)	167
D	สูตรการคำนวณ (Useful Formulas)	168
E	ข้อมูลดาวเคราะห์ในระบบสุริยะ (Planetary Data)	170

บทที่ 1

ทรงกลมท้องฟ้า (Celestial Sphere)

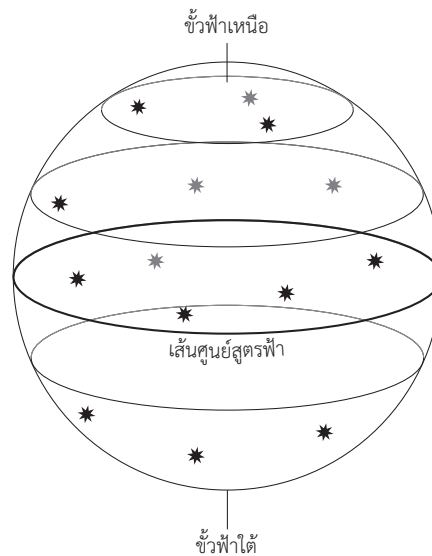
หากเรามองไปในท้องฟ้ายามค่ำคืน เราจะมองเห็นดาวจำนวนมากมายบนท้องฟ้า แม้ปัจจุบันนี้เราอาจจะทราบอยู่แล้วว่าดาวบนท้องฟ้าเป็นเพียงเปลวไฟที่ลุกโชนและลอยเคว้งคว้างอยู่ในอวกาศอันกว้างใหญ่ แต่สำหรับคนโบราณและคนทั่วไปแล้วนั้น มันเป็นการง่ายกว่าที่จะมองท้องฟ้าเหมือนกับทรงกลมขนาดใหญ่ที่ครอบคลุมไปทั่วท้องฟ้า ที่ประกอบไปด้วยดวงดาว ดวงอาทิตย์ ดวงจันทร์และดาวเคราะห์อื่นๆที่เรารู้จักอาศัยอยู่ ทรงกลมนี้เอง ที่เราเรียกว่า ทรงกลมท้องฟ้า (Celestial Sphere)

เราอาจจะทราบกันอยู่แล้วว่าดวงอาทิตย์ขึ้นในทางทิศตะวันออกและตกในทางทิศตะวันตก แต่หากเราใช้เวลาสังเกตท้องฟ้าในหนึ่งวันเราจะพบว่า ดวงจันทร์ ดวงดาว และดาวเคราะห์ต่างๆ ก็ขึ้นในทางทิศตะวันออกและตกในทิศตะวันตกเช่นเดียวกัน หากเราจะพยายามอธิบายการเคลื่อนที่ของวัตถุทั้งหมด อาจจะเป็นเรื่องลำบาก แต่เพียงเราพยายามจินตนาการว่าท้องฟ้าเป็นเหมือนกับทรงกลมท้องฟ้าขนาดใหญ่ที่หมุนอยู่รอบตัวเรา เราก็จะสามารถอธิบายปรากฏการณ์ทั้งหมดได้อย่างง่ายดาย

แนวความคิดของทรงกลมท้องฟ้ามีประโยชน์หลายอย่าง ในการทำความเข้าใจทรงกลมท้องฟ้าได้นั้น อันดับแรกเราควรเริ่มจากการทำความเข้าใจทรงกลมท้องฟ้าโดยตัดผู้สังเกตและเส้นขอบฟ้าออกไปก่อน

1.1 ทรงกลมท้องฟ้าแบบไม่มีเส้นขอบฟ้า

หากเราสามารถมองทะลุลงไปต่ำกว่าเส้นขอบฟ้าและผืนดินได้ สิ่งที่เราเห็นก็คืออวกาศอันกว้างใหญ่ (รูปที่ 1.1) พร้อมกับดวงดาว ดวงอาทิตย์ ดวงจันทร์ และดาวเคราะห์ต่างๆ เราอาจจะเริ่มเห็นว่าทรงกลมนี้หมุนไปรอบๆ (เนื่องจากว่าจริงๆ แล้วผืนดินที่เรายืนอยู่กำลังหมุนรอบตัวเองอยู่) เมื่อเวลาผ่านไปเราอาจจะเริ่มเห็นว่าวัตถุบางอย่าง เช่นดวงอาทิตย์ ดวงจันทร์ และดวงดาว



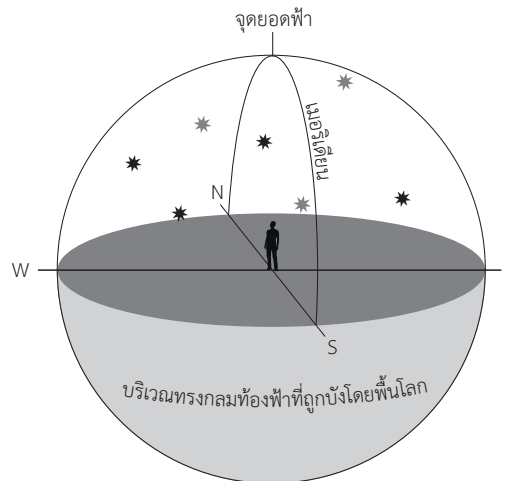
รูปที่ 1.1: ทรงกลมท้องฟ้า

มีการเคลื่อนตัวอย่างช้าๆ ไปบนทรงกลมท้องฟ้านี้

ในทรงกลมท้องฟ้านี้เราอาจจะเริ่มกำหนดตำแหน่งและพิกัด วิธีการกำหนดพิกัดบนทรงกลมสามารถทำได้หลายวิธี แต่โดยส่วนมากเรามักจะกำหนดพิกัดโดยเริ่มจากแกนและขั้วสองด้าน และวงกลมใหญ่ เช่นเดียวกับโลกของเราที่กำหนดพิกัดโดยขั้วโลกเหนือ ขั้วโลกใต้ และเส้นศูนย์สูตร

ในการกำหนดขั้วบนท้องฟ้า นั้น วิธีที่ใช้อยู่ที่สุดก็คือการกำหนด “ขั้วฟ้าเหนือ” (Celestial North Pole) และ “ขั้วฟ้าใต้” (Celestial South Pole) ซึ่งก็คือบริเวณบนท้องฟ้าที่ขั้วโลกเหนือและใต้ของโลกชี้ไปบนทรงกลมท้องฟ้า จากนั้นบริเวณกึ่งกลางจากขั้วฟ้าทั้งสองเป็นวงกลม เรียกว่า “เส้นศูนย์สูตรฟ้า” (Celestial Equator) ซึ่งก็คือ บริเวณเส้นศูนย์สูตรของโลกวาดไปบรรจบบนทรงกลมท้องฟ้านั่นเอง

หากเราสังเกตการเคลื่อนที่ของทรงกลมท้องฟ้า เราก็จะพบว่าทรงกลมท้องฟ้ามีการหมุนรอบขั้วฟ้าเหนือและใต้ นั่นคือทุกตำแหน่งบนทรงกลมท้องฟ้ามีการเคลื่อนที่เป็นวงกลมไปรอบๆ ขั้วฟ้าเหนือและขั้วฟ้าใต้ และมีเพียงสองจุดที่ไม่มีการหมุนเลย ก็คือบริเวณขั้วฟ้าเหนือและใต้นั่นเอง นอกไปจากนี้เราจะพบว่า หากเราลากเส้นจากจุดใดๆ บนทรงกลมท้องฟ้าไปยังขั้วฟ้าเหนือหรือใต้ การหมุนของทรงกลมท้องฟ้าจะหมุนไปในลักษณะที่ทำให้จุดนั้นๆ เคลื่อนที่ไปในทิศทางตั้งฉากกับทิศของขั้วฟ้า

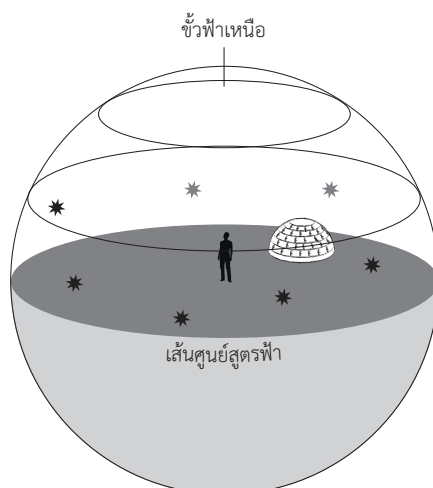


รูปที่ 1.2: ทรงกลมท้องฟ้าที่ครึ่งหนึ่งถูกบังโดยพื้นโลก

1.2 ทรงกลมท้องฟ้าและเส้นขอบฟ้า

ในความเป็นจริงเราไม่สามารถสังเกตทรงกลมท้องฟ้าได้ทั้งหมดไปพร้อมๆ กัน แต่เรากลับพบว่า ณ เวลาใดเวลาหนึ่ง ครึ่งหนึ่งของทรงกลมท้องฟ้าจะถูกบดบังไปด้วยพื้นดินที่เรายืนอยู่ (รูปที่ 1.2) เราสามารถมองพื้นดินนี้แผ่ออกเป็นวงกลมไปรอบๆ ตัวผู้สังเกต บดบังครึ่งหนึ่งของทรงกลมท้องฟ้าที่อยู่ภายใต้เท้าของเรา เราเรียกเส้นขอบของพื้นดินนี้ว่า เส้นขอบฟ้า ท้องฟ้าที่ผู้สังเกตจะสามารถเห็นได้ในเวลาหนึ่งๆ อาจจะแบ่งออกได้เป็น เส้นขอบฟ้า ขอบฟ้าทางทิศเหนือใต้ ตะวันออก และตะวันตก จุดเหนือศีรษะของผู้สังเกตเรียกว่า จุดยอดฟ้า (zenith) และเราเรียกเส้นที่ลากจากขั้วฟ้าทางทิศเหนือ ผ่าน zenith ไปลงยังขอบฟ้าทางทิศใต้ว่า เมริเดียน (meridian) เส้นเมริเดียนจะลากแบ่งระหว่างซีกฟ้าทางตะวันออกและตะวันตก¹

ทรงกลมท้องฟ้าที่ผู้สังเกตใดๆ บนโลกสังเกตเห็นก็คือทรงกลมท้องฟ้าเดียวกัน แต่ว่าบริเวณที่โผล่พ้นขอบฟ้าขึ้นมาในเวลาหนึ่งๆ อาจจะไม่เท่ากัน คำถามถัดไปก็คือ เราจะทราบได้อย่างไรว่า ณ เวลาหนึ่งๆ เส้นขอบฟ้าบดบังส่วนใดของทรงกลมท้องฟ้า? คำถามนี้อาจจะไม่สามารถตอบได้ง่ายในภายหลัง แต่สามารถทำความเข้าใจได้ง่ายขึ้นหากเราทำความเข้าใจกับเรขาคณิตเบื้องต้นเกี่ยวกับโลกของเราและทรงกลมท้องฟ้า โดยสิ่งแรกที่เรควรจะทราบก็คือ ขั้วฟ้าเหนือและใต้



รูปที่ 1.3: ผู้สังเกตที่อยู่บนซีกโลกเหนือ

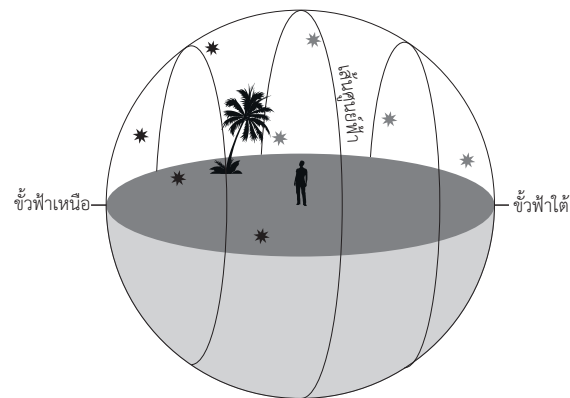
1.2.1 ผู้สังเกตจากซีกโลกเหนือและใต้

ผู้สังเกตที่อยู่ ณ ซีกโลกเหนือ จะพบซีกฟ้าเหนือในบริเวณใด? ผู้สังเกตนี้จะสามารถมองเห็นซีกฟ้าใต้ได้หรือไม่? หากพิจารณาจากรูปที่ 1.3 เราจะพบว่าผู้สังเกตที่อยู่ซีกโลกเหนือจะสามารถสังเกตเห็นซีกฟ้าเหนือได้บริเวณเหนือหัวผู้สังเกตพอดี ในขณะที่ซีกฟ้าใต้จะอยู่ใต้เท้าของผู้สังเกต ซึ่งหมายความว่าซีกฟ้าใต้จะถูกบดบังอยู่ภายใต้ผืนดิน ผู้สังเกตในบริเวณซีกโลกใต้จะพบปรากฏการณ์ในทางกลับกัน นั่นคือจะพบซีกฟ้าใต้อยู่เหนือหัว แต่ไม่สามารถสังเกตเห็นซีกฟ้าเหนือได้ เนื่องจากซีกฟ้ามีทิศทางตั้งฉากกับเส้นขอบฟ้า เราจะพบว่าทรงกลมท้องฟ้าจะมีการหมุนที่ขนานไปกับเส้นขอบฟ้าและไม่มีดาวดวงใดที่ขึ้นหรือตกจากขอบฟ้าเลย สำหรับผู้สังเกตจากจากทั้งสองซีกโลกนี้นั้น จะไม่สามารถนิยามทิศเหนือ ใต้ ตะวันออก หรือตะวันตกได้

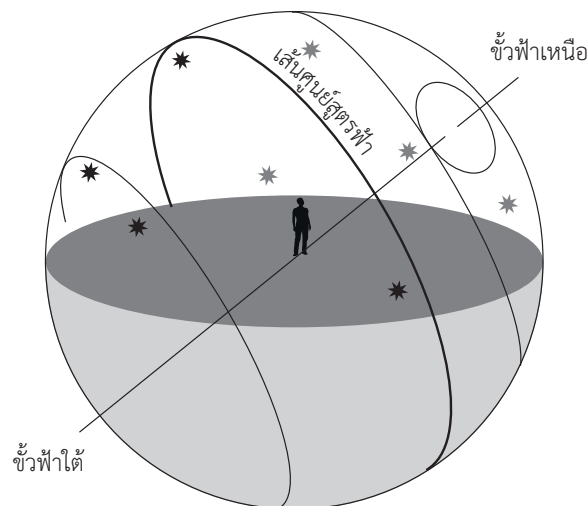
1.2.2 ผู้สังเกตจากเส้นศูนย์สูตร

สำหรับผู้สังเกตที่อยู่บริเวณเส้นศูนย์สูตรนั้น เราจะพบว่าซีกฟ้าเหนือและใต้จะอยู่บริเวณเส้นขอบฟ้าพอดี (รูปที่ 1.4) โดยเส้นศูนย์สูตรฟ้าจะพาดผ่านทิศตะวันออกและตะวันตกลากขึ้นไปถึงเหนือหัวผู้สังเกต และจะพบว่าทุกจุดบนทรงกลมท้องฟ้าจะขึ้นและตกเป็นมุมตั้งฉากกับเส้นขอบฟ้าพอดี เราจะพบว่า ณ เวลาหนึ่งๆ บริเวณครึ่งหนึ่งของทรงกลมท้องฟ้าจะอยู่ภายใต้เส้นขอบฟ้า แต่ภายในเวลาหนึ่งวัน ทุกจุดบนทรงกลมท้องฟ้าจะโผล่พ้นขอบฟ้า

¹ด้วยเหตุนี้ เราจึงเรียกเวลาก่อนเที่ยงวันว่า a.m. (ante meridian - ก่อนเมอริเดียน) และหลังเที่ยงวันว่า p.m. (post meridian - หลังเมอริเดียน) เพื่อบ่งบอกว่าดวงอาทิตย์อยู่ในซีกฟ้าฝั่งใด



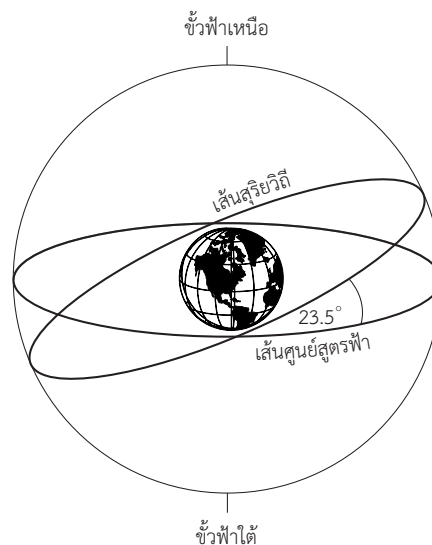
รูปที่ 1.4: ผู้สังเกตที่อยู่บริเวณเส้นศูนย์สูตร



รูปที่ 1.5: ผู้สังเกตจากบริเวณละติจูดอื่นๆ บนซีกโลกเหนือ

1.2.3 ผู้สังเกตจากบริเวณอื่นๆ

สำหรับผู้สังเกตจากบริเวณอื่นๆ บนโลก (รูปที่ 1.5) ตำแหน่งของขั้วฟ้าจะขึ้นอยู่กับละติจูดของผู้สังเกต เช่น ผู้สังเกตจากจังหวัดเชียงใหม่ที่ละติจูด 18 องศาเหนือจะพบว่าขั้วฟ้าเหนือจะอยู่เหนือขอบฟ้าทางทิศเหนือขึ้นไป 18° พอดี และเราจะพบว่าเส้นศูนย์สูตรฟ้า ทิศในการหมุน ฯลฯ จะเอียงไป 18° ในทิศเดียวกับการเอียงของขั้วฟ้าเหนือ เนื่องจากทรงกลมท้องฟ้ามีการเอียงขึ้นไป 18° เมื่อเทียบกับบริเวณเส้นศูนย์สูตร ผู้สังเกต ณ บริเวณนี้จะพบว่าดวงอาทิตย์และดวงดาวจะขึ้นเป็นมุม 18° กับทิศตั้งฉากจากเส้นขอบฟ้า และจะพบว่ามีความยาวของวันไม่เท่ากัน และดวงดาวบางดวงที่ไม่สามารถโผล่ขึ้นมาพ้นขอบฟ้าได้ ในลักษณะเดียวกัน ผู้สังเกตจากละติจูดอื่นๆ ก็จะมีขั้วฟ้า และทรงกลมท้องฟ้าเอียงลดหลั่นกันไปตามละติจูดของผู้สังเกต



รูปที่ 1.6: เส้นทางแสดงตำแหน่งของดวงอาทิตย์บนทรงกลมท้องฟ้า เรียกว่า เส้นสุริยวิถี (Ecliptic)

1.3 ดวงอาทิตย์บนทรงกลมท้องฟ้า

ในความเป็นจริงแล้ว จากจุดสังเกตหนึ่งเราสามารถมองเห็นกลุ่มดาวเดียวกันพ้นจากขอบฟ้าได้ตลอดทั้งปี แต่สาเหตุที่เราสามารถมองเห็นกลุ่มดาวนายพรานได้เพียงในฤดูหนาวเนื่องมาจากว่าในหน้าร้อนนั้น มีอีกสิ่งๆ หนึ่งนอกจากเส้นขอบฟ้าที่มาบดบังกลุ่มดาวนายพรานอยู่ สิ่งนั้นก็คือน้ำแสงอาทิตย์นั่นเอง

ในวันหนึ่งๆ เราสามารถมองเห็นดวงอาทิตย์เป็นเพียงวัตถุหนึ่งๆ ซึ่งอยู่บนทรงกลมท้องฟ้า นั่นคือการขึ้นและตกของดวงอาทิตย์เป็นไปตามการเคลื่อนไหวของทรงกลมท้องฟ้า สิ่งหนึ่งที่แตกต่างก็คือ เมื่อใดก็ตามที่บริเวณของทรงกลมท้องฟ้าที่มีดวงอาทิตย์อยู่ไพล่ขึ้นมาพ้นขอบฟ้า ณ เวลานั้นจะเป็นเวลากลางวัน และเราจะไม่สามารถสังเกตเห็นดาวดวงอื่นๆ ที่อยู่พ้นขอบฟ้าขึ้นมาได้ เนื่องจากแสงสว่างของดวงอาทิตย์ที่มาบดบัง

แต่หากเราสังเกตดวงอาทิตย์เป็นระยะเวลาที่ยาวขึ้น เราจะพบว่า การที่โลกโคจรรอบดวงอาทิตย์นั้นมีผลทำให้ตำแหน่งของดวงอาทิตย์บนทรงกลมท้องฟ้าเปลี่ยนตำแหน่งไปประมาณหนึ่งองศาในแต่ละวัน เราเรียกเส้นทางการเคลื่อนที่ของดวงอาทิตย์ไปบนทรงกลมท้องฟ้าว่า “สุริยวิถี” (Ecliptic) (รูปที่ 1.6) เนื่องจากโลกโคจรเป็นวงกลมในระนาบรอบๆ ดวงอาทิตย์ เราจึงสังเกตเส้นสุริยวิถีเป็นวงกลมวงหนึ่งบนทรงกลมท้องฟ้า แต่เนื่องจากว่าแกนหมุนของโลกมีการเอียง 23.5° กับวงโคจร เราจึงเห็นวงกลมสุริยวิถีมีการเอียงกับเส้นศูนย์สูตรฟ้าอยู่ 23.5°

1.4 การเคลื่อนที่ของทรงกลมท้องฟ้า

เนื่องจากว่าโลกมีการหมุนรอบตัวเอง เราจึงเห็นทรงกลมท้องฟ้ามีการหมุนไปรอบๆ แกนหมุนของโลก นั่นคือหากเรามองไปขั้วฟ้าเหนือหรือใต้ เราจะเห็นวัตถุต่างๆ บนทรงกลมท้องฟ้าเคลื่อนที่เป็นวงกลมไปรอบๆ ขั้วฟ้า หรือตั้งฉากกับทิศไปยังขั้วฟ้า ขนานกับเส้นศูนย์สูตรฟ้า นั่นคือจากจังหวัดเชียงใหม่ เส้นศูนย์สูตรฟ้าทำมุม 18° กับเส้นตั้งฉากกับขอบฟ้า เราก็จะเห็นดวงอาทิตย์ ดวงจันทร์ และดวงดาวทำมุม 18° กับเส้นตั้งฉากกับขอบฟ้าเช่นเดียวกัน

เนื่องจากโลกมีการโคจรรอบดวงอาทิตย์ไปพร้อมๆ กับที่หมุนรอบตัวเอง เราจะพบว่าตำแหน่งของดวงอาทิตย์มีการเคลื่อนที่ไปอย่างช้าๆ บนทรงกลมท้องฟ้า ด้วยเหตุนี้เอง ทำให้เวลาระหว่างดวงอาทิตย์เที่ยงวันของวันถัดไป ใช้เวลาไม่เท่ากับการหมุนหนึ่งรอบของทรงกลมท้องฟ้า เราเรียกเวลาที่ดวงอาทิตย์ใช้ในการเคลื่อนที่กลับมายังตำแหน่งเดิมบนท้องฟ้าว่า วันสุริยคติ (solar day) ซึ่งก็คือวันตามปกติที่เราใช้กันตามปฏิทิน ยาว 24 ชม. ส่วนเวลาที่ทรงกลมท้องฟ้าใช้ในการหมุนหนึ่งรอบเรียกว่า วันดาราคติ (sidereal day) โดยใช้เวลา 23 ชม. 56 นาที หรือสั้นกว่าวันสุริยคติ 4 นาที

นาฬิกาที่เราใช้กันอยู่ในปัจจุบันเป็นนาฬิกาที่อิงตามสุริยคติ (solar clock) นั่นคือเวลาจะสามารถบอกถึงตำแหน่งบนท้องฟ้าของดวงอาทิตย์ เช่น 4 p.m. บอกว่าดวงอาทิตย์ได้ผ่านเส้น meridian ไปแล้ว 4 ชม. ในลักษณะเดียวกัน เราสามารถสร้างนาฬิกาที่อิงตามดาราคติ (sidereal clock) ได้ โดยนาฬิกาดาราคตินี้จะบอกถึงตำแหน่งทรงกลมท้องฟ้าที่อยู่เหนือศีรษะของผู้สังเกตในทุกๆ วันนาฬิกาดาราคติจะมีการเหลื่อมกับนาฬิกาสุริยคติไปวันละ 4 นาที

บทที่ 2

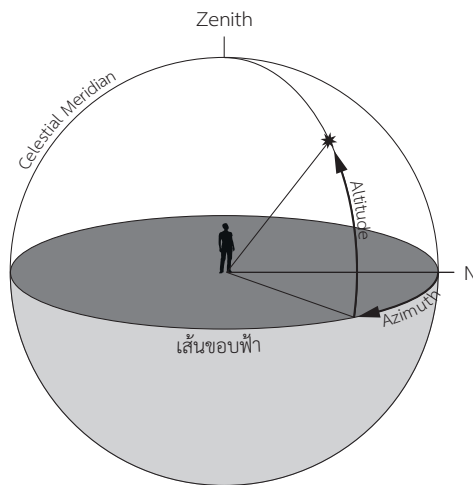
ระบบพิกัดท้องฟ้า (Celestial Coordinate System)

เราสามารถระบุตำแหน่งของสถานที่ใดๆ บนผิวโลกได้โดยใช้ระบบพิกัด ระบบพิกัดที่ใช้กันทั่วไปบนโลกก็คือระบบละติจูด (latitude) กับลองจิจูด (longitude) ในลักษณะเดียวกัน เราสามารถกำหนดตำแหน่งของวัตถุใดๆ บนทรงกลมท้องฟ้าได้โดยใช้ตัวเลขสองตัวในการกำหนดพิกัด ในการกำหนดระบบพิกัดบนทรงกลมท้องฟ้า สามารถทำได้หลายวิธี

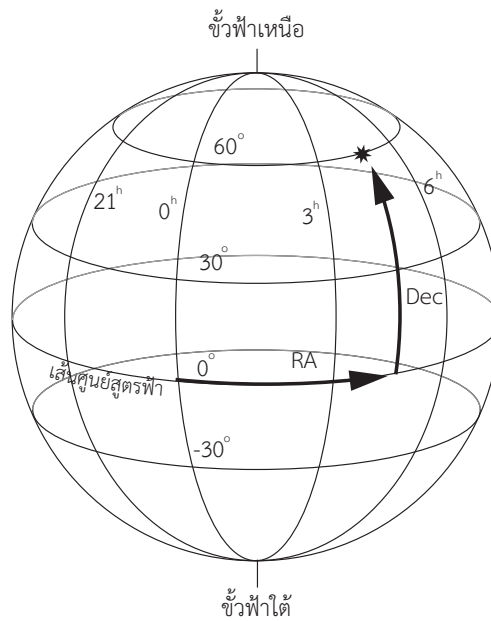
2.1 ระบบพิกัดขอบฟ้า (Horizontal Coordinate System)

เป็นระบบพิกัดที่ให้ผู้สังเกตเป็นศูนย์กลางของทรงกลมท้องฟ้า โดยใช้ขอบฟ้าของผู้สังเกตเป็นตัวอ้างอิง (รูปที่ 2.1) ระบบนี้ยังสามารถเรียกได้ว่า Alt/Az Coordinate System โดยใช้มุมในแนวราบ (Azimuth) และมุมเงย (Altitude) ในการระบุตำแหน่งของวัตถุบนท้องฟ้า ระบบนี้เป็นระบบที่ค่อนข้างง่ายและเป็นธรรมชาติสำหรับผู้สังเกต และไม่มีควมจำเป็นต้องมีความเข้าใจใดๆ ในตำแหน่งของทรงกลมของท้องฟ้า ณ ปัจจุบัน

ปัญหาอย่างหนึ่งของระบบนี้คือ ตำแหน่งของวัตถุบนท้องฟ้าในระบบนี้จะเปลี่ยนพิกัดไปเรื่อยๆ ตามเวลาและตำแหน่งที่สังเกต เนื่องจากทรงกลมท้องฟ้ามีการเคลื่อนที่เมื่อเทียบกับผู้สังเกต ดังนั้นผู้สังเกต ณ คนละตำแหน่งจะมีการสังเกตวัตถุบนท้องฟ้าเดียวกันคนละตำแหน่ง เช่น ดวงอาทิตย์อาจจะกำลังตกบนขอบฟ้าทางทิศตะวันตกของกรุงเทพฯ แต่ผู้สังเกตที่ประเทศอังกฤษอาจจะกำลังเห็นดวงอาทิตย์อยู่สูงจากขอบฟ้า 36° ในทางทิศใต้



รูปที่ 2.1: ระบบพิกัดขอบฟ้า (Horizontal Coordinate System)



รูปที่ 2.2: ระบบพิกัดศูนย์สูตร (Equatorial Coordinate System)

2.2 ระบบพิกัดศูนย์สูตร (Equatorial Coordinate System)

เป็นระบบพิกัดที่ใช้โลกเป็นศูนย์กลาง โดยใช้เส้นศูนย์สูตรฟ้าเป็นตัวอ้างอิง (รูปที่ 2.2) ในระบบพิกัดนี้พิกัดของวัตถุจะไม่ขึ้นอยู่กับการตำแหน่งของผู้สังเกต และผู้สังเกต ณ ตำแหน่งใดๆ บนโลก จะมีพิกัดของวัตถุใดๆ บนท้องฟ้าอยู่ในระบบพิกัดเดียวกันเสมอ จึงมักจะเป็นพิกัดที่ใช้กันมากที่สุดในการดาราศาสตร์ เหมาะแก่การระบุถึงตำแหน่งดาว หรือวัตถุท้องฟ้าที่สามารถสังเกตได้

ระบบพิกัดบนทรงกลมท้องฟ้าแบ่งพิกัดออกเป็น Declination และ Right Ascension

Declination (Dec หรือ δ) จะมีลักษณะคล้ายๆ กับละติจูดบนโลก คือมุมที่ห่างออกจากเส้นศูนย์สูตรฟ้า วัดมุมเป็นหน่วยองศา และเรานิยามให้มุมขึ้นมายังซีกฟ้าเหนือมีค่า Dec เป็นบวก ซีกฟ้าใต้จะมีค่า Dec เป็นลบ เช่น ดาว Vega จะมี Dec ประมาณ $\delta = +39^\circ$

Right Ascension (RA หรือ α) จะมีลักษณะคล้ายๆ กับเส้นลองจิจูดบนโลก คือมุมที่ห่างจากเส้นอ้างอิง สำหรับทรงกลมท้องฟ้าเราใช้เส้นอ้างอิงคือเส้นที่ลากผ่านจุดวสันตวิษุวัต (Vernal Equinox) หรือตำแหน่งของดวงอาทิตย์ประมาณวันที่ 21 มีนาคม หน่วยของ RA จะมีลักษณะที่ต่างออกไปโดยใช้หน่วยเป็น ชั่วโมง (h) นาที (m) และวินาที (s) โดยรอบเส้นศูนย์สูตรฟ้าจะแบ่งออกเป็น 24 ชั่วโมง ตั้งแต่ 0h, 1h, 2h, ... ไปจนถึง 23h (และ RA 24h และ 0h จะมีค่าเท่ากัน) เช่น ดาว Vega มี RA ประมาณ $\alpha = 18\text{h } 36\text{m}$

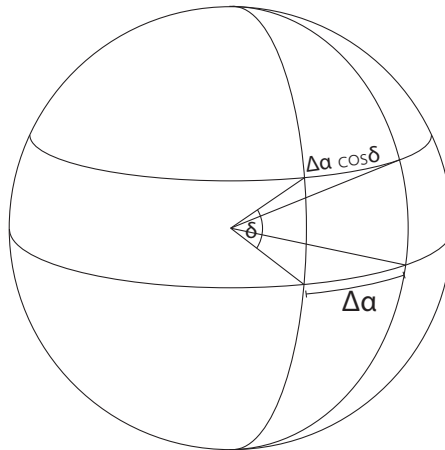
หมายเหตุ: ณ ตำแหน่งขั้วฟ้าเหนือ จะมีค่า $\delta = +90^\circ$ พอดี ส่วนพิกัดในแนว RA นั้นไม่สามารถนิยามได้ เนื่องจากทุกเส้น RA จะตัดผ่านที่ขั้วฟ้าเหนือและใต้ อย่างไรก็ตามบริเวณรอบๆ ขั้วฟ้า เช่น $\delta = +89.999^\circ$ จะกลับมามีค่า RA ที่สามารถนิยามได้อีกครั้ง

2.2.1 หน่วยย่อยในระบบพิกัดศูนย์สูตร

เราสามารถแบ่งหน่วยย่อยของมุมในระบบ Equatorial Coordinate System ได้สองวิธี

decimal ใช้หน่วยย่อยเป็นทศนิยม เช่น $\alpha = 18.6156\text{h}$ $\delta = +38.7836^\circ$

sexagesimal ใช้หน่วยย่อยเป็น arcmin (ลิปดา) และ arcsec (ฟิลิปดา) โดยหนึ่งองศาแบ่งออกเป็น 60 arcmin และหนึ่ง arcmin แบ่งออกเป็น 60 arcsec และแบ่งชั่วโมง (h) ใน RA ออกเป็นนาที (m) และวินาที (s) เช่น $\alpha = 18\text{h } 36\text{m } 56.34\text{s}$ $\delta = +38^\circ 47' 1.28''$



รูปที่ 2.3: ระยะทางเชิงมุมในพิกัด RA

2.2.2 การหาระยะห่างเชิงมุมในพิกัดศูนย์สูตร

จะเห็นได้ว่า RA จะมีการวัดมุมที่ต่างออกจากมุมในพิกัด Dec ดังนั้นก่อนที่จะหาระยะเชิงมุมระหว่างจุดสองจุดใดๆ ก็ตามบนทรงกลมท้องฟ้า เราจะต้องมีการเปลี่ยนแปลงหน่วยระยะเชิงมุมในพิกัด RA ให้อยู่ในหน่วยองศาเดียวกันเสียก่อน โดยมีอัตราเปลี่ยนดังนี้

$$\begin{aligned} 24 \text{ h} &= 360^\circ \\ 1 \text{ h} &= 15^\circ \\ 1 \text{ m} &= 15 \text{ arcmin} \\ 1 \text{ s} &= 15 \text{ arcsec} \end{aligned}$$

หรือสามารถแปลงระยะเชิงมุมในพิกัด RA ใดๆ เป็นระยะเชิงมุมในหน่วยองศาได้โดยการคูณระยะเชิงมุมในหน่วยของ RA ด้วย 15

หมายเหตุ: สูตรการคำนวณนี้ใช้ได้เฉพาะบริเวณเส้นศูนย์สูตรฟ้าเท่านั้น เนื่องจากระยะเชิงมุมจากมุมของ RA จะเปลี่ยนแปลงไปตามมุม Dec ด้วย ในการแปลงหน่วยที่ถูกต้องจึงต้องใช้ตรีโกณมิติและสามารถเปลี่ยนหน่วยของ RA เป็นองศาได้โดยการคูณด้วย $15 \cos(\delta)$ (ดูรูปที่ 2.3)

ตัวอย่าง: ดาวคู่ Mizar และ Alcor เป็นดาวคู่ที่สามารถมองเห็นได้ด้วยตาเปล่า (visual binary) ในสมัยยุคกลางชาวอาหรับใช้ดาวคู่นี้เป็นเครื่องมือทดสอบสายตาของทหาร ดาว Mizar มีพิกัดท้องฟ้าที่ Right ascension = 13h 23m 55.5s Declination = +54° 55' 31" ส่วนดาว Alcor มีพิกัดท้องฟ้าที่ Right ascension = 13h 25m 13.5s Declination = +54° 59' 17" ถามว่าดาวสองดวงนี้มีระยะห่างเชิงมุม (angular separation) เป็นค่าเท่าใด?

เช่นเดียวกับการหาระยะห่างในพิกัดคาร์ทีเซียน (Cartesian Coordinate System) เรา

สามารถหาระยะห่างระหว่างพิกัดของทั้งสองได้ โดยหา Δx และ Δy และหาระยะห่างได้โดยกฎของพีทาโกรัส $\Delta s = \sqrt{\Delta x^2 + \Delta y^2}$ เราสามารถหาระยะห่างเชิงมุมในพิกัดท้องฟ้าได้โดยเริ่มจากการหา $\Delta \delta$ และ $\Delta \alpha \cos(\delta)$

$$\begin{aligned}\Delta \delta &= \delta_{Mizar} - \delta_{Alcor} = +54^\circ 55' 31'' - +54^\circ 59' 17'' \\ &= -3' 46'' \\ \Delta \alpha \cos(\delta) &= (\alpha_{Mizar} - \alpha_{Alcor}) \cos(\delta) \\ &= (13h 23m 55.5s - 13h 25m 13.5s) \cos(55^\circ) \\ &= -44.7s\end{aligned}$$

จะเห็นว่าหน่วยของ $\Delta \delta$ และ $\Delta \alpha \cos(\delta)$ จะยังไม่อยู่ในหน่วยเดียวกัน ดังนั้นเราจึงไม่สามารถนำมาคำนวณได้ อันดับแรกเราต้องเปลี่ยนหน่วยของ $\Delta \alpha \cos(\delta)$ เป็นหน่วยองศาและ arcmin, arcsec เสียก่อน

$$\Delta \alpha \cos(\delta) = -44.7s = -44.7 \times 15 \text{ arcsec} = -670 \text{ arcsec} = -11' 10''$$

จากนั้น เราจึงสามารถคำนวณหาระยะห่างเชิงมุมได้ ดังนี้

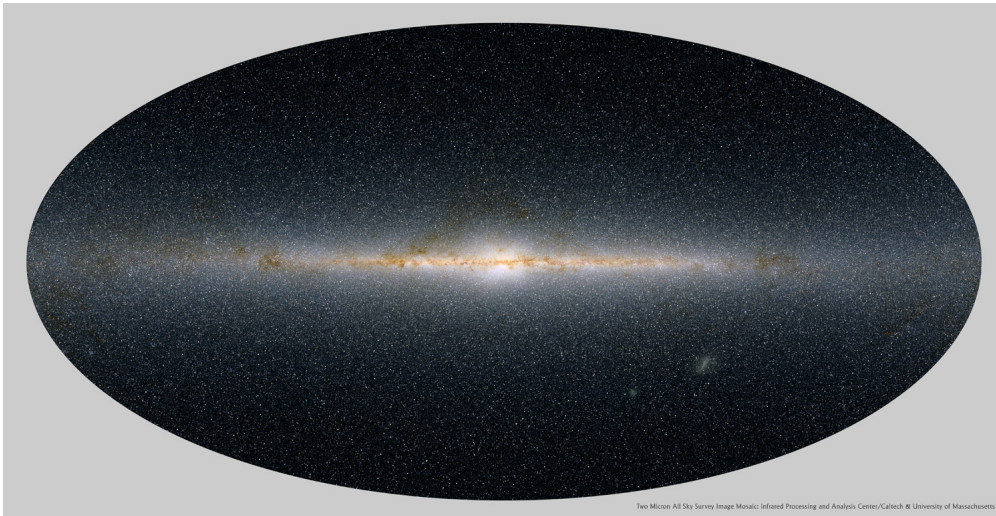
$$\theta = \sqrt{\Delta \delta^2 + (\Delta \alpha \cos(\delta))^2} = \sqrt{226^2 + 670^2} = 707'' = 11' 47''$$

ทั้งนี้ เนื่องจากระบบพิกัดสุริยสูตร ใช้จุดอ้างอิง RA = 0h ณ ตำแหน่ง Vernal Equinox และเนื่องจากแกนของโลกมีการส่าย (Precession) คล้ายกับลูกข่างที่กำลังล้ม ตำแหน่งของ Vernal Equinox จึงมีการเปลี่ยนแปลงเสมอ ทำให้ในความเป็นจริงแล้วพิกัดอ้างอิงจึงมีการเปลี่ยนแปลงไปอย่างช้าๆ เราจึงมักจะมีการระบุ epoch ของตำแหน่ง Vernal Equinox ที่ใช้ควบคู่ไปด้วย ในทางปฏิบัติ ณ ปัจจุบันเรามักจะนิยมระบบพิกัดที่ใช้ โดยอ้างอิงตำแหน่ง Vernal Equinox ณ เดือนมกราคม ในปี ค.ศ. 2000 โดยระบุในระบบพิกัดว่าเป็นพิกัดในระบบ J2000.0

2.3 ระบบพิกัดสุริยวิถี (Ecliptic Coordinate System)

เป็นระบบพิกัดที่ยึดระนาบสุริยวิถี (ecliptic) เป็นแนวอ้างอิง (แทนที่จะใช้เส้นศูนย์สูตรฟ้าเช่นในกรณีของพิกัดสุริยสูตร) โดยมีการแบ่งพิกัดเป็น (ละติจูด, ลองจิจูด, และระยะทางจากศูนย์กลาง) เช่นเดียวกับระบบพิกัดบนทรงกลมทั่วไป ในการใช้ระบบพิกัดสุริยวิถี มีการใช้ศูนย์กลางอยู่สองแบบ คือโลกเป็นศูนย์กลาง (geocentric) (λ, β, Δ) และดวงอาทิตย์เป็นศูนย์กลาง (heliocentric) (l, b, r) และมักจะใช้ทิศทางหลักชี้ไปยังจุด vernal equinox นอกจากนี้ในบางกรณี ระบบนี้ยังสามารถเขียนอยู่ในรูปของพิกัดสี่เหลี่ยม (x, y, z) ได้อีกด้วย

ระบบพิกัดนี้เหมาะแก่การใช้ติดตามวัตถุ และการโคจรในระบบสุริยะ เนื่องจากวัตถุในระบบสุริยะส่วนมากจะมีความเอียงของวงโคจร (inclination) ที่ค่อนข้างน้อย และมักจะอยู่ในระนาบ



รูปที่ 2.4: ภาพท้องฟ้าแสดงดาวในทางช้างเผือกตามระบบพิกัดกาแล็กซี

สุริยวิถี อย่างไรก็ตาม ระบบนี้ไม่ค่อยได้รับความนิยมมากเท่ากับ ระบบพิกัดศูนย์สูตรสำหรับการสังเกต เนื่องจาก ตำแหน่งของวัตถุในพิกัดนี้จะไม่สอดคล้องกับตำแหน่งบนท้องฟ้าโดยตรง และในการระบุถึงตำแหน่งของดาวหางหรือดาวเคราะห์น้อยเพื่อการสังเกตจึงมักจะทำในพิกัดศูนย์สูตรเป็นส่วนมาก

2.4 ระบบพิกัดกาแล็กซี (Galactic Coordinate System)

เป็นระบบที่ยึดระนาบของทางช้างเผือก (Milky Way Galaxy) เป็นระนาบอ้างอิง และทิศทางหลักชี้ไปสู่ศูนย์กลางกาแล็กซีทางช้างเผือก ศูนย์กลางของระบบพิกัดนี้อยู่ที่ดวงอาทิตย์

ระบบนี้เหมาะแก่ผู้ที่กำลังศึกษากาแล็กซีทางช้างเผือก โดยมีทิศของ galactic longitude (l) ที่ศูนย์องศาชี้ไปยังศูนย์กลางกาแล็กซีบริเวณกลุ่มดาวคนยิงธนู (Sagittarius) และทิศบวกในละติจูดชี้ไปหาขั้วเหนือของกาแล็กซี (galactic latitude $b = +90^\circ$) ซึ่งชี้ไปยังบริเวณกลุ่มดาว Coma Berenices

2.5 ระบบพิกัดกลุ่มกาแล็กซี (Supergalactic Coordinate System)

นอกจากนี้ ยังมีอีกระบบพิกัดหนึ่งซึ่งยึดระนาบของระนาบกลุ่มกาแล็กซี (supergalactic plane) ระนาบกลุ่มกาแล็กซีเป็นส่วนหนึ่งของโครงสร้างกลุ่มกาแล็กซีท้องถิ่น (Local Group) ระบบนี้

ใช้สัญลักษณ์ SGB และ SBL แทนละติจูดและลองจิจูด ตามลำดับ เพื่อให้สอดคล้องกับ l และ b ที่ใช้ในพิกัดกาแล็กซี

ระบบนี้เหมาะแก่การศึกษากาแล็กซีที่นอกเหนือออกไปจากกาแล็กซีทางช้างเผือก จุดอ้างอิงในระบบนี้ใช้ยึดจากจุดที่ระนาบลูกุมกาแล็กซีตัดกับระนาบของกาแล็กซีทางช้างเผือก

บทที่ 3

การเคลื่อนที่ของท้องฟ้า (Celestial Motion)

จากบทที่ 2 เราทราบกันแล้วว่า วิธีการอธิบายถึงตำแหน่งของวัตถุบนท้องฟ้า มีมากกว่าหนึ่งวิธี สิ่งหนึ่งที่มีประโยชน์ก็คือการเทียบตำแหน่งของวัตถุเดียวกันระหว่างพิกัดสองแบบ โดยเฉพาะอย่างยิ่ง สามารถอ้างอิงของวัตถุจากพิกัดศูนย์สูตร ซึ่งมีพิกัดที่ไม่เปลี่ยนแปลง ไปสู่พิกัดขอบฟ้า ซึ่งสามารถเข้าใจได้ง่ายกว่าสำหรับผู้สังเกตได้

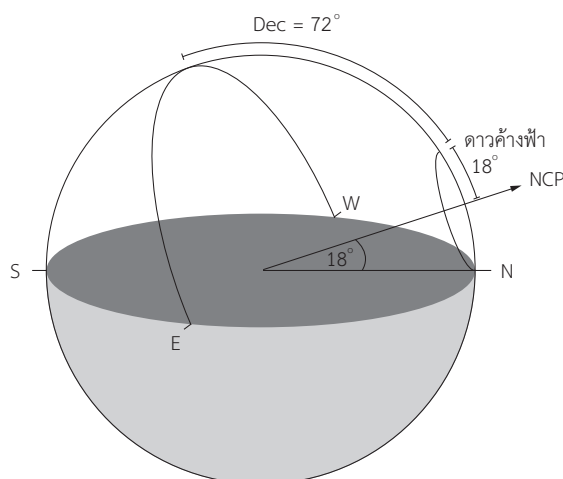
จากบทที่ 1 เราได้ทราบเช่นกันว่าตำแหน่งของทรงกลมท้องฟ้า เปลี่ยนแปลงไปตามตำแหน่งของผู้สังเกต และเวลาที่สังเกต แล้วเราจะทราบได้อย่างไรว่า ณ ตำแหน่งผู้สังเกตหนึ่ง ตำแหน่งของทรงกลมท้องฟ้าในพิกัดศูนย์สูตร มีการวางตัวอย่างไรในพิกัดขอบฟ้า จากผู้สังเกต ณ ตำแหน่งและเวลาหนึ่ง

3.1 ละติจูดของผู้สังเกต

ตำแหน่งของทรงกลมท้องฟ้าจะเปลี่ยนไปตามละติจูดที่ผู้สังเกตอยู่ โดยตำแหน่งของขั้วฟ้าเหนือ (ขั้วฟ้าใต้สำหรับผู้สังเกตในซีกโลกใต้) จะอยู่สูงจากขอบฟ้าทางทิศเหนือ/ใต้ เท่ากับละติจูดของผู้สังเกต และเส้นศูนย์สูตรฟ้าจะเป็นวงกลมขึ้นจากขอบฟ้าทางทิศตะวันออก ทำมุมกับเส้นตั้งฉากขอบฟ้าเท่ากับละติจูด และกลับมาบรรจบลงที่ขอบฟ้าทางทิศตะวันตก เราสามารถหาตำแหน่งของเส้น Declination ต่างๆ ได้ โดยการวัดมุมจากเส้นศูนย์สูตรฟ้า

3.1.1 ดาวค้างฟ้า (Circumpolar Stars)

ณ ตำแหน่งผู้สังเกตหนึ่ง จะมีดาวอยู่กลุ่มหนึ่งซึ่งไม่มีวันตกกลับขอบฟ้าเลย เราเรียกดาวพวกนี้ว่า ดาวค้างฟ้า (circumpolar stars) ทุกตำแหน่งสังเกตบนโลกจะมีดาวค้างฟ้า ยกเว้นบริเวณ



รูปที่ 3.1: ตำแหน่งของดาวค้างฟ้าบนท้องฟ้าของผู้สังเกตอยู่ที่ตำแหน่งละติจูด 18°N

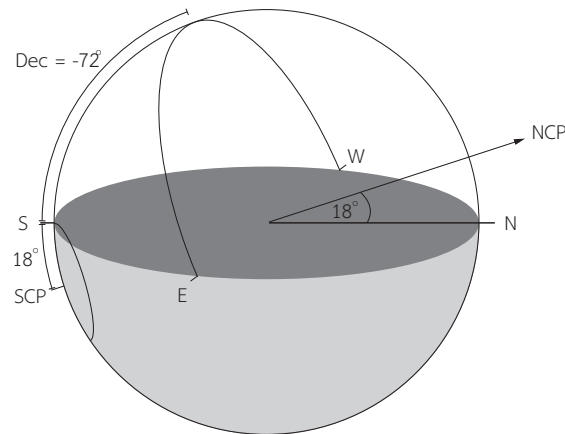
เส้นศูนย์สูตรของโลก ผู้สังเกตจากบริเวณขั้วโลกเหนือจะพบว่าดาวทุกดวงบนท้องฟ้าเป็นดาวค้างฟ้า (และเวลาหน้าร้อนหกเดือนของทุกๆ ปี ดวงอาทิตย์ก็จะเป็นดาวค้างฟ้า หรือไม่มีวันลับขอบฟ้าเช่นกัน) สำหรับผู้สังเกตจากจังหวัดเชียงใหม่ที่ละติจูด 18°N จะพบว่าขั้วฟ้าเหนืออยู่สูงจากขอบฟ้า 18° และดาวทุกดวงที่อยู่ระหว่างขั้วฟ้าเหนือกับขอบฟ้าทางทิศเหนือจะเป็นดาวค้างฟ้า นั่นก็คือดาวที่มีค่า Dec มากกว่า $90^{\circ} - 18^{\circ} = +72^{\circ}$ จะเป็นดาวค้างฟ้าสำหรับผู้สังเกตจากเชียงใหม่ (รูปที่ 3.1)

3.1.2 ดาวที่ไม่สามารถสังเกตได้

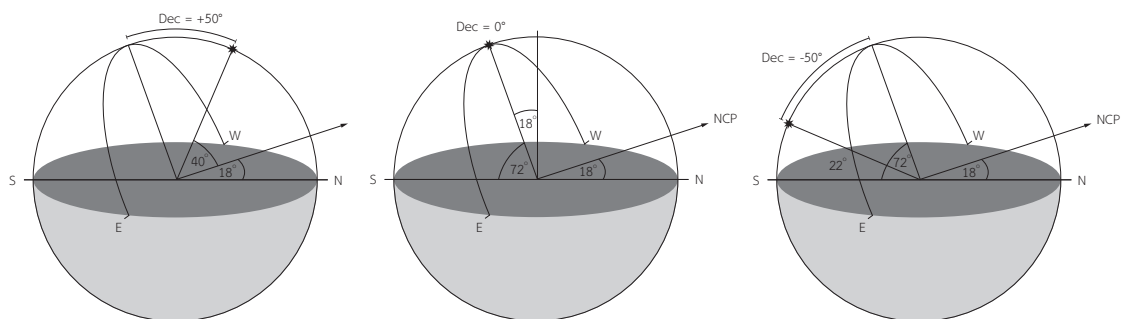
ในทิศตรงกันข้ามกับดาวค้างฟ้า จะมีดาวอีกลุ่มหนึ่งซึ่งไม่มีวันโผล่ขึ้นมาพ้นขอบฟ้า (ยกเว้นกรณีที่ผู้สังเกตอยู่บนเส้นศูนย์สูตรโลกพอดี) สำหรับผู้สังเกตจากจังหวัดเชียงใหม่ที่ละติจูด 18°N ดาวที่มี Dec ติดลบมากที่สุดที่เราสามารถสังเกตได้คือดาวที่อยู่บริเวณขอบฟ้าทางทิศใต้พอดี เนื่องจากสำหรับผู้สังเกตจากจังหวัดเชียงใหม่ เส้นศูนย์สูตรฟ้าจะอยู่สูงจากขอบฟ้าทางทิศใต้ $90^{\circ} - 18^{\circ} = 72^{\circ}$ เราจะพบว่าจากจังหวัดเชียงใหม่เราจะไม่สามารถสังเกตดาวที่มีค่า Dec ต่ำกว่า -72° ได้ (รูปที่ 3.2)

3.1.3 altitude ของดาว ณ meridian

สำหรับดาวที่สามารถขึ้นและตกได้ เราจะพบว่าดาวจะมีทิศในการขึ้นจากซีกตะวันออก ขึ้นขนานกับเส้นศูนย์สูตรฟ้า ไปตามเส้นของ Declination ผ่าน meridian ก่อนที่จะข้ามไปยังซีกฟ้าทางทิศตะวันตก และตกลงขอบฟ้า เราสามารถหา altitude ของดาว ณ บริเวณ meridian ได้ โดย



รูปที่ 3.2: ตำแหน่งของดาวบนทรงกลมท้องฟ้าที่ไม่สามารถสังเกตเห็นได้จากละติจูด 18° N



รูปที่ 3.3: altitude ของดาวขณะที่ผ่าน meridian สำหรับดาวที่มีพิกัด Dec = +50° (ซ้าย), Dec = 0° (กลาง) และ Dec = -50° (ขวา) บนทรงกลมท้องฟ้า สำหรับผู้สังเกตจากละติจูด 18°N

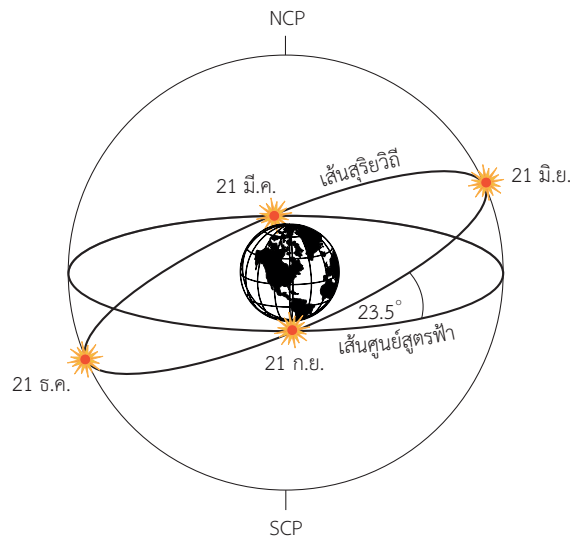
การพิจารณาถึงมุมที่เส้น Dec นั้นๆ ทำกับขอบฟ้า ณ บริเวณ meridian

เช่น สำหรับจังหวัดเชียงใหม่ ดาวที่อยู่บริเวณเส้นศูนย์สูตรฟ้าจะอยู่สูงจากขอบฟ้าทางทิศใต้ 72° ดาวที่มีค่า Dec = -50° จะมี altitude สูงที่สุดจากขอบฟ้าทางทิศใต้ $72^\circ - 50^\circ = 22^\circ$ ส่วนดาวที่มี Dec = +50° จะอยู่สูงเลยจากหัวฟ้าเหนือมาอีก $90^\circ - 50^\circ = 40^\circ$ ซึ่งก็คืออยู่เหนือขอบฟ้าทางทิศเหนืออยู่ $40^\circ + 18^\circ = 58^\circ$ นั่นเอง (รูปที่ 3.3)

จากหลักการนี้เราสามารถหา altitude ของอาทิตย์ตอนเที่ยงวันได้เช่นกัน เพียงเราพิจารณา Dec ของดวงอาทิตย์ ณ วันที่สังเกต ในวันหนึ่งๆ ดวงอาทิตย์ก็เปรียบเสมือนกับวัตถุหนึ่งๆบนทรงกลมท้องฟ้า ที่มีค่าพิกัด Dec และ RA บนทรงกลมท้องฟ้า แต่ตลอดทั้งปีแล้ว พิกัดของดวงอาทิตย์บนทรงกลมท้องฟ้าสามารถเปลี่ยนไปได้ทั้งปี แต่เนื่องจากแกนของโลกเอียงจากระนาบสุริยะ (ecliptic) เพียง 23.5° เราจะพบว่าดวงอาทิตย์สามารถมีค่า Dec ได้เพียงไม่เกิน $\pm 23.5^\circ$

วันที่ (โดยประมาณ)	event	$Dec_{\odot}$	$RA_{\odot}$
21 มีนาคม	Northward Equinox	0°	0h
21 มิถุนายน	Northern Solstice	$+23.5^{\circ}$	6h
21 กันยายน	Southward Equinox	0°	12h
21 ธันวาคม	Southern Solstice	-23.5°	18h

ตารางที่ 3.1: พิกัด Dec และ RA ของดวงอาทิตย์ ณ วันต่างๆ ในแต่ละปี

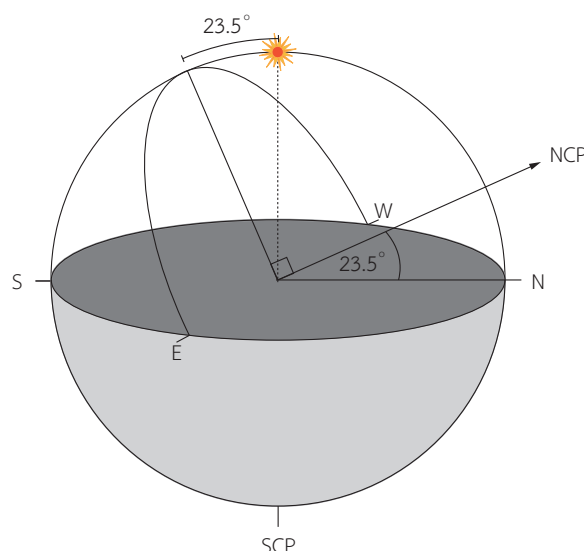


รูปที่ 3.4: ตำแหน่งของดวงอาทิตย์บนทรงกลมท้องฟ้าในรอบปี

3.1.4 ตำแหน่งของดวงอาทิตย์บนพิกัดท้องฟ้า

ตาราง 3.1 และรูปที่ 3.4 แสดงถึงพิกัดในแกน Dec และ RA ของดวงอาทิตย์ที่เปลี่ยนไปในหนึ่งปี ถึงแม้ว่า Dec ของดวงอาทิตย์จะเท่ากันสำหรับผู้สังเกตคนละตำแหน่ง จะเท่ากัน ณ เวลาเดียวกัน แต่ว่าฤดูกาลในแต่ละซีกโลกจะอยู่ตรงกันข้ามกัน สำหรับซีกโลกเหนือ นั้น เราจะเรียก Northward Equinox, Northern Solstice, Southward Equinox, Southern Solstice ว่า Vernal Equinox (วสันตวิษุวัต), Summer Solstice (ครีษมายัน), Autumnal Equinox (ศารทวิษุวัต), Winter Solstice (เหมยยัน) ตามลำดับ

จาก Dec ของดวงอาทิตย์ และ altitude ของเส้น Dec จากขอบฟ้า ทำให้เราสามารถคำนวณหาเส้น latitude ที่จะสามารถสังเกตเห็นดวงอาทิตย์เหนือศีรษะได้ ผู้สังเกตที่อยู่ตอนเหนือที่สุดจะสามารถสังเกตเห็นพระอาทิตย์บนเหนือศีรษะได้ จะสามารถสังเกตได้เฉพาะวัน summer solstice และผู้สังเกตนี้จะต้องเห็นเส้นศูนย์สูตรฟ้าอยู่ห่างจาก zenith อยู่ 23.5° ซึ่งก็คือ ละติจูดที่เหนือที่สุดที่สามารถเห็นพระอาทิตย์อยู่บนหัวได้ก็คือ ละติจูด $23.5^{\circ}N$ หรือรู้จักกันใน

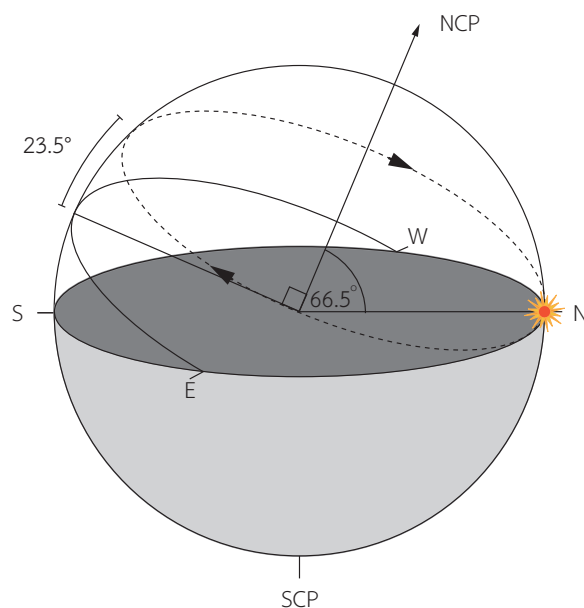


รูปที่ 3.5: ตำแหน่งพระอาทิตย์เที่ยงวัน ในวันที่เกิด summer solstice สำหรับผู้สังเกตที่อยู่บน Tropic of Cancer

นาม Tropic of Cancer (รูปที่ 3.5) สำหรับละติจูด 23.5°S เรียกว่า Tropic of Capricorn

ผู้สังเกตในทางตอนเหนือหรือใต้มากๆ อาจจะสามารถสังเกตเห็นได้อีกปรากฏการณ์หนึ่ง นั่นก็คือปรากฏการณ์ดวงอาทิตย์เที่ยงคืน ในบริเวณนี้จะมีอย่างน้อยหนึ่งวันที่ดวงอาทิตย์ไม่เคยลับขอบฟ้า ผู้สังเกตที่อยู่ห่างจากขั้วโลกเหนือมากที่สุดที่สามารถสังเกตเห็นปรากฏการณ์นี้ได้จะสามารถสังเกตเห็นพระอาทิตย์เที่ยงคืนได้เพียงหนึ่งวัน คือในวันที่ summer solstice ซึ่งดวงอาทิตย์เพียงเฉียดไปบริเวณขอบฟ้าพอดี ผู้สังเกตในบริเวณนี้จะเห็นเส้นศูนย์สูตรฟ้าทำมุมกับขอบฟ้า 23.5° นั่นคือผู้สังเกตที่อยู่บริเวณละติจูด $90^{\circ}-23.5^{\circ} = 66.5^{\circ}\text{N}$ เรียกว่า Arctic Circle (รูปที่ 3.6) สำหรับละติจูด 66.5°S เราเรียกว่า Antarctic Circle

ในลักษณะเดียวกันนี้ เราสามารถหาได้ว่าละติจูดใดบนโลกจะเห็นกลุ่มดาวกลุ่มหนึ่งเป็นดาวค้างฟ้า หรือจะมองไม่เห็นกลุ่มดาวที่มีค่า Dec ค่าหนึ่งได้ เช่น กลุ่มดาวกางเขนใต้มี Dec ประมาณ -60° ละติจูดที่จะสามารถเห็นดาวกางเขนใต้เป็นดาวค้างฟ้าได้คือละติจูดที่เห็นขั้วฟ้าใต้อยู่สูงจากขอบฟ้าอย่างน้อย $90^{\circ}-60^{\circ} = 30^{\circ}$ เป็นต้นไป นั่นคือละติจูดที่อยู่ทางใต้ของ 30°S และในซีกโลกเหนือ ละติจูดสุดท้ายที่สามารถเห็นดาวกางเขนใต้คือละติจูดที่เส้นศูนย์สูตรฟ้าอยู่สูงจากขอบฟ้าทางทิศใต้ไม่เกิน 60° นั่นคือละติจูดสุดท้ายที่เห็นกางเขนใต้จะอยู่ที่ละติจูด 30°N



รูปที่ 3.6: ตำแหน่งพระอาทิตย์เที่ยงคืนวันที่เกิด summer solstice สำหรับผู้สังเกตที่อยู่บน Arctic Circle

3.2 เวลาดาราคติท้องถิ่น Local Sidereal Time (LST)

เนื่องจากเส้น meridian เป็นเส้นที่ลากจากขอบฟ้าทางทิศเหนือ ผ่าน zenith และบรรจบลงยังขอบฟ้าทางทิศใต้ เราจะได้ว่าพิกัดบนท้องฟ้าบนเส้น meridian จากขั้วฟ้า ลากผ่าน zenith ไปบรรจบลงยังขอบฟ้าทางทิศตรงข้ามจะอยู่ในพิกัด RA เดียวกันเสมอ เราเรียกพิกัด RA บนเส้น meridian นี้ว่าเป็นเวลาดาราคติท้องถิ่น (Local Sidereal Time - LST) เนื่องจากพิกัดบน RA แบ่งออกเป็น 24h และคาบการหมุนของโลกหนึ่งรอบใช้เวลา 23ชม. 56 นาที ค่า LST จะมีการเปลี่ยนแปลงไป 1.003s ทุกๆ 1 วินาที หรือทุกๆวันดาราคติจะเร็วกว่าหนึ่งวัน (solar day) อยู่ 4m

หากเราเปรียบนาฬิกาที่เราใช้กันอยู่ในปัจจุบันเป็นตัวบอกตำแหน่งดวงอาทิตย์บนท้องฟ้า LST ก็เปรียบได้เหมือนกับนาฬิกาบอกดวงดาว ซึ่ง LST ปัจจุบันก็คือการบอกว่าดาวที่อยู่บน meridian ในปัจจุบันนั้นมี RA เท่าใด เช่น ณ ตอนเที่ยงวันของวันที่ 21 มีนาคม ดวงอาทิตย์อยู่บน meridian พอดี และเนื่องจากในวันที่ 21 มีนาคม ดวงอาทิตย์มี RA = 0h เราจะพบว่า LST ณ ตอนเที่ยงวัน ของวันที่ 21 มีนาคมจะเท่ากับ 0h

การทราบ LST จะมีประโยชน์ในการหาตำแหน่งของกลุ่มดาวได้ เช่น หาก LST ณ ปัจจุบันเท่ากับ 18h36m เราจะพบว่าดาว Vega (พิกัด Dec = +39° RA = 18h36m) จะอยู่บริเวณ meridian พอดี และจาก Dec เราจะพบว่าสำหรับผู้สังเกตจากละติจูด 18°N จะสามารถพบดาว

Vega ใต้สูง 69° จากขอบฟ้าทางทิศเหนือ

ในปัจจุบัน มีอุปกรณ์และเครื่องมืออิเล็กทรอนิกส์ จำนวนมากที่สามารถบอกเวลา LST ของผู้สังเกต ณ พิกัดหนึ่งบนโลกได้ แต่หากเราไม่มีเครื่องมือนี้แล้ว เราสามารถมีวิธีหา LST ได้หลายวิธี

วิธีแรกคือการหาพิกัดของดาวที่อยู่บน meridian หากเราทราบดาวที่อยู่บน meridian เราสามารถหาพิกัดของมันได้จากแผนที่ดาว เนื่องจากดาวทุกดวงบน meridian ณ เวลาหนึ่งๆ ย่อมมีค่า RA ค่าเดียวกัน ค่า RA ของดาวดวงหนึ่งที่อยู่บน meridian ก็คือเวลา LST ณ ปัจจุบันนั้นนั่นเอง

นอกจากนี้ เรายังสามารถประมาณค่า LST ได้อย่างคร่าวๆ จากวันและเวลาปัจจุบัน วิธีนี้มีประโยชน์สำหรับการประมาณตำแหน่งดาวอย่างคร่าวๆ และสามารถทำได้ โดยไม่จำเป็นต้องสังเกตวัตถุใดๆ บนท้องฟ้า สามารถแบ่งออกได้เป็นขั้นตอน ดังนี้

1. หา $RA_\odot$ (RA ของดวงอาทิตย์) ณ วันอ้างอิงที่ใกล้วันที่สังเกตที่สุด จากตาราง 3.1 หรือใช้วัน Vernal Equinox (วันที่ 21 มีนาคม) เป็นวันอ้างอิง ซึ่งดวงอาทิตย์มี $RA_\odot = 0h$
2. จากวันอ้างอิง หา $RA_\odot$ ของวันที่ปัจจุบันได้โดยพิจารณาว่า $RA_\odot$ เพิ่มขึ้นประมาณเดือนละ 2h อาทิตย์ละ 30m วันละ 4m
3. เมื่อได้ $RA_\odot$ ของดวงอาทิตย์แล้ว ให้เลื่อนไปยังเวลาที่เราทราบตำแหน่งที่แน่นอนของดวงอาทิตย์บนท้องฟ้า นั่นคือเวลาเที่ยงวัน ที่เราสมมติให้ดวงอาทิตย์อยู่บน meridian ณ เวลาเที่ยงวันพอดี¹ เราจะได้ว่า ในเวลาเที่ยงวัน $LST_{noon} = RA_\odot$
4. เนื่องจาก โลกหมุนหนึ่งรอบใช้เวลา 23h56m เราสามารถประมาณได้ว่า LST เพิ่มขึ้น 1m ทุกๆ 1 นาที นั่นคือเราสามารถเทียบ LST ปัจจุบันได้ เทียบกับ LST ตอนเที่ยงวันโดยการบวก/ลบ ด้วยส่วนต่างของเวลาจากเที่ยงวัน นั่นคือ $LST_{now} = LST_{noon} + \Delta t$

ตัวอย่าง: จงหา LST ณ วันที่ 14 สิงหาคม เวลา 21:00 น.

1. ในกรณีนี้ เราเลือกใช้วันอ้างอิงเป็นวันที่ 21 มิถุนายน $RA_\odot(21 \text{ Jun}) = 6h$

¹ในความเป็นจริงแล้ว นี่เป็นเพียงค่าประมาณ เนื่องจากการบังคับใช้ time zone ไม่จำเป็นต้องสอดคล้องกับเส้นลองจิจูดเสมอไป และนอกจากนี้โลกยังไม่โคจรรอบดวงอาทิตย์ในอัตราที่เท่ากันตลอดทั้งปี

2. วันที่ 13 สิงหาคม อยู่หลังจากวันที่ 21 มิถุนายนอยู่ประมาณ หนึ่งเดือน กับอีกสามอาทิตย์ นั่นคือ $RA_{\odot}(14 \text{ Aug})$ มีค่าน้อยกว่า $RA_{\odot}(21 \text{ Jun})$ อยู่ 3h30m เราจะได้ $RA_{\odot}(14 \text{ Aug}) = RA_{\odot}(21 \text{ Jun}) + 3h30m = 9h30m$

3. เมื่อเราทราบ $RA_{\odot}$ ทำให้เราทราบ LST ณ เวลาเที่ยงวัน $LST_{noon} = 9h30m$

4. เนื่องจากเวลา 21:00 น. อยู่หลังจากเวลาเที่ยงวันไป 9 ชม. เราจะได้ว่า $LST_{now} = LST_{noon} + 9h = 18h30m$

ซึ่งหากเราออกไปสังเกตท้องฟ้าในตอนกลางคืน เวลาสามทุ่มของวันที่ 14 สิงหาคม เราจะพบว่าดาว Vega (Dec = +39° RA = 18h36m) จะอยู่บริเวณใกล้ๆ meridian พอดี

3.3 มุมชั่วโมง (Hour Angle: HA)

นอกจากนี้ LST และ RA ยังสามารถบอกได้อีกว่า วัตถุที่เราต้องการสังเกต อยู่ห่างจาก meridian แค่ไหน เรานิยาม local hour angle (LHA) ดังนี้

$$LHA_{object} = LST - \alpha_{object}$$

โดยค่า LHA จะบอกว่า วัตถุนั้นๆ อยู่ตำแหน่งใดเมื่อเทียบกับเส้น meridian

เช่น สมมติว่า LST ปัจจุบันอยู่ที่ 7h28m ดาวที่เราต้องการสังเกตมีค่า RA = 7h28m เราจะได้ LHA = 0h0m นั่นคือ ดาวที่เราต้องการสังเกตอยู่บน meridian พอดี

เวลาผ่านไปสามชม. LST ปัจจุบันเปลี่ยนไปเป็น 10h28m ดาวเดิมที่เราต้องการสังเกตมีค่า RA = 7h28m เราจะได้ LHA = 3h0m นั่นคือ ดาวที่เราต้องการสังเกตได้ผ่าน meridian ไปแล้วสามชม.

ในทางกลับกัน หากเราต้องการสังเกตดาวอีกดวง ที่มีค่า RA = 13h17m ขณะที่ LST = 10h28m เราจะได้ LHA = 10h28m - 13h17m = -2h39m นั่นคือดาวดวงนี้จะผ่าน meridian ในอีก 2 ชั่วโมง 39 นาที

บทที่ 4

การวัดตำแหน่งวัตถุท้องฟ้า (Astrometry)

โดยพื้นฐานแล้ว วิชาดาราศาสตร์ก็คือการสังเกตวัตถุบนท้องฟ้า วิชาดาราศาสตร์ถือเป็นวิทยาศาสตร์สาขาแรกๆ ที่ถือกำเนิดขึ้นมาในโลก โดยมนุษย์ในยุคแรกๆ เริ่มจากการสังเกตการเคลื่อนที่ และตำแหน่งของวัตถุท้องฟ้า จนในที่สุด พยายามที่จะทำความเข้าใจในธรรมชาติของจักรวาลที่เราอาศัยอยู่ ทั้งหมดนี้เริ่มจากเพียงการสังเกตการเปลี่ยนแปลงในตำแหน่งของวัตถุท้องฟ้า

การวัดตำแหน่งวัตถุท้องฟ้าสามารถนำไปใช้ประโยชน์ได้หลายอย่าง เริ่มจากการค้นพบเส้นสุริยวิถี และกลุ่มดาวจักรราศี ในสมัยโบราณ ซึ่งมนุษย์ในยุคต้นๆ ค้นพบว่าตำแหน่งของดวงอาทิตย์บนกลุ่มดาวจักรราศี สามารถบอกถึงฤดูกาลที่กำลังจะมาถึงได้ การวัดตำแหน่งของดวงอาทิตย์กับกลุ่มดาวจักรราศีนี้เอง ที่ทำให้มนุษย์พบว่าหนึ่งปีมี 365 วัน และนำไปสู่การสร้างปฏิทิน เพื่อบ่งบอกถึงฤดูกาลในการเก็บเกี่ยวและการทำพิธีกรรม¹

ชาวกรีกโบราณใช้เทคนิคในการวัดตำแหน่งวัตถุท้องฟ้าหลายๆ ชนิดเพื่อค้นพบข้อเท็จจริงจำนวนมากเกี่ยวกับจักรวาล การสังเกตเงาของโลกขณะเกิดปรากฏการณ์จันทรุปราคาทำให้ชาวกรีกค้นพบว่าโลกเป็นทรงกลม จากการวัดมุมของดวงอาทิตย์ ณ เวลาเที่ยงวันจากสองละติจูดทำให้ Eratosthenes สามารถคำนวณรัศมีของโลกได้ การวัดเวลาที่ดวงจันทร์ข้ามผ่านเงาของโลกระหว่างการเกิดปรากฏการณ์จันทรุปราคาเทียบกับเวลาในการเกิดปรากฏการณ์สุริยุปราคาทำให้สามารถวัดระยะห่างถึงดวงจันทร์ได้ จากการวัดมุมระหว่างดวงจันทร์ขึ้นเจ็ดค่ำกับดวงอาทิตย์ ทำให้สามารถคำนวณระยะห่างระหว่างโลกกับดวงอาทิตย์ได้ จะเห็นได้ว่า ชาวกรีก

¹จากความสามารถในการทำนายถึงฤดูกาลจากตำแหน่งดวงอาทิตย์และกลุ่มดาวจักรราศีนี้เอง ที่ทำให้สังคมเกษตรกรรมในสมัยโบราณเกิดความเชื่อว่าดวงอาทิตย์ และกลุ่มดาวในสรวงสวรรค์ น่าจะสามารถส่งผลถึงเหตุการณ์บนโลกมนุษย์ได้ นำไปสู่การพยายามทำนายเหตุการณ์อื่นๆ บนโลก กลายเป็นสาขาวิชาโหราศาสตร์ สืบทอดมาถึงในปัจจุบัน แต่ในปัจจุบันเราทราบดีแล้วว่า ดวงอาทิตย์และดาวฤกษ์ในกลุ่มดาวจักรราศีมีระยะห่างที่ไกลกันมาก ย่อมไม่สามารถส่งผลถึงกันได้

โบราณสามารถเข้าใจในธรรมชาติต่างๆ มากมายของวัตถุท้องฟ้าได้ โดยใช้เพียงการสังเกตและวัดตำแหน่งอย่างง่าย

จากบทที่ 2 เราได้ทราบแล้วว่า เราสามารถระบุตำแหน่งของวัตถุท้องฟ้าได้โดยใช้พิกัดบนท้องฟ้า แม้ว่าการวัดตำแหน่งของวัตถุท้องฟ้าอาจจะฟังดูเป็นเรื่องง่าย แต่ในงานดาราศาสตร์ปัจจุบันนั้น การวัดตำแหน่งวัตถุบนท้องฟ้าต้องการความแม่นยำสูงจนถึงระดับ $1/100$ arcsec หรือ 1 ใน 360,000 องศา เนื่องจากวัตถุบนท้องฟ้านั้น จริงๆ แล้วอยู่ไกลจากผู้สังเกตมาก และต้องใช้ความละเอียดในการวัดค่อนข้างสูงเพื่อที่จะได้ความแม่นยำในการวัด

4.1 การศึกษาวงโคจรของวัตถุท้องฟ้า (Orbital Motion)

การวัดตำแหน่งวัตถุท้องฟ้าในสมัยแรกๆ ทำขึ้นเพื่อการศึกษาและพยายามอธิบายโครงสร้างของระบบสุริยะและจักรวาล มนุษย์ในทุกชนชาติ และทุกวัฒนธรรม ค้นพบว่า ดาวฤกษ์มีการเคลื่อนที่ที่น้อยมาก เมื่อเทียบกับดาวเคราะห์ ดวงจันทร์ และดวงอาทิตย์ จึงสามารถทราบได้ว่า วัตถุในระบบสุริยะนั้น อยู่ใกล้และมีการเคลื่อนที่ ที่เร็วกว่าดาวฤกษ์ดวงอื่นๆ ในท้องฟ้า เป็นอย่างมาก (คำว่า planets มาจากภาษากรีกโบราณ planetes แปลว่า "นักเดินทาง") การศึกษาเพิ่มเติมถึงการเคลื่อนตำแหน่งของวัตถุท้องฟ้าทำให้ค้นพบการเคลื่อนถอยหลังของดาวเคราะห์ชั้นนอก (retrograde motion) นำไปสู่การพยายามค้นพบ และสร้างแบบจำลองของจักรวาล แบบจำลองแบบ Epicycles ของ Ptolemy และการค้นพบกฎการเคลื่อนที่ของดาวเคราะห์ โดย Kepler ทั้งหมดนี้ใช้เพียงการสังเกตการเคลื่อนที่ของดาวเคราะห์ด้วยตาเปล่าเพียงเท่านั้น

พัฒนาการทางวิทยาศาสตร์ และเทคโนโลยี ทำให้เราสามารถสังเกตวัตถุที่มีขนาดเล็ก ได้มากขึ้น และด้วยความแม่นยำที่สูงขึ้น ทำให้เราสามารถค้นพบดาวเคราะห์น้อยและดาวหางได้ตั้งแต่ยังอยู่ห่างไกลจากโลก และการสังเกตการเคลื่อนที่ พร้อมกับความเข้าใจเรื่องกฎการเคลื่อนที่ ทำให้เราสามารถคำนวณได้ถึงวงโคจร และสามารถทำนายได้ถึงวิถีโคจรว่าดาวเคราะห์น้อยหรือดาวหางดวงใดมีความเสี่ยงที่จะชนกับโลก

4.2 มุมพารัลแลกซ์ (Parallax Angle)

ในความเป็นจริงแล้ว เราใช้เทคนิคพารัลแลกซ์ (parallax) ในการวัดระยะห่างอยู่ทุกวันในชีวิตประจำวัน เรามีตาสองดวงตาอยู่ห่างกันประมาณ 10 ซม. ภาพที่เราเห็นในตาข้างหนึ่งจะต่างจากภาพที่เห็นจากตาอีกข้างหนึ่งบ้างเล็กน้อย โดยวัตถุที่อยู่ใกล้กว่าจะมีการเหลื่อมที่มากกว่า เช่น หากเรายกนิ้วชี้ขึ้นมาบังสิ่งของที่อยู่ไกลๆ เราจะเห็นตำแหน่งของนิ้วชี้ตกบนพื้นหลังแตกต่างกันในตาแต่ละข้าง หลักการเดียวกันนี้ใช้ในการทำภาพยนตร์สามมิติที่เราสามารถดูกันได้ทั่วไป

เนื่องจาก วัตถุท้องฟ้ามีระยะห่างที่ไกลมาก ระยะห่าง 10 ซม. บนตาของมนุษย์จึงไม่สามารถแยก ระยะ ของ วัตถุ ออก จาก กัน ได้ วิธีหนึ่งที่เราต้องใช้คือ การใช้จุดสังเกตที่ห่างออกจากกันมากขึ้น โดยหากเราเทียบกับวัตถุที่อยู่ระยะอนันต์แล้ว มุม parallax (p) จะขึ้นอยู่กับระยะห่างระหว่างจุดสังเกตสองจุด separation (s) และ ระยะห่างถึงวัตถุ distance (d) ซึ่งเราจะพบว่า ตัวเลขทั้งสามสัมพันธ์กัน (รูปที่ 4.1) ดังนี้

$$\tan(p) = \frac{s}{d} \quad (4.1)$$

ทั้งนี้ สังเกตว่าเราให้นิยามมุม p เป็นเพียงครึ่งหนึ่งของมุมที่วัตถุเลื่อนไปเมื่อเทียบกับฉากหลังที่อนันต์ และ s เป็นเพียงครึ่งหนึ่งของระยะห่างระหว่างจุดสังเกต นอกจากนี้ ในกรณีที่มุม p มีค่าน้อยมากๆ เรายังพบว่า $\tan(p) \approx p$ (เฉพาะในกรณีที่มุม p อยู่ในหน่วยเรเดียน) เราสามารถเขียนสมการ parallax ได้เป็น

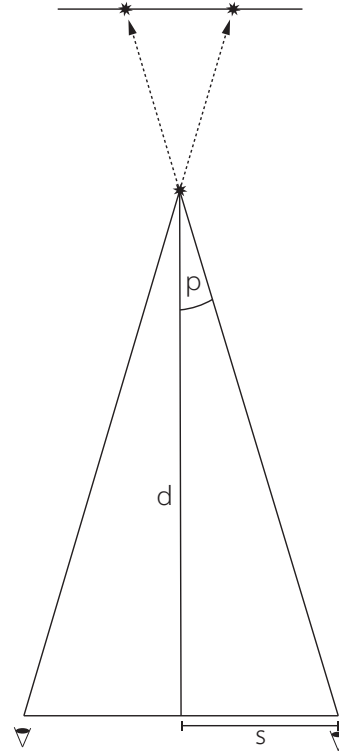
$$p = \frac{s}{d}, \quad \text{for small } p$$

เนื่องจากมุมในทางดาราศาสตร์ส่วนมาก จะวัดในหน่วยขององศา arcmin และ arcsec ก่อนจะทำการคำนวณระยะทางเราจึงมักจะต้องเปลี่ยนหน่วยเสียก่อน โดยใช้อัตราเปลี่ยน

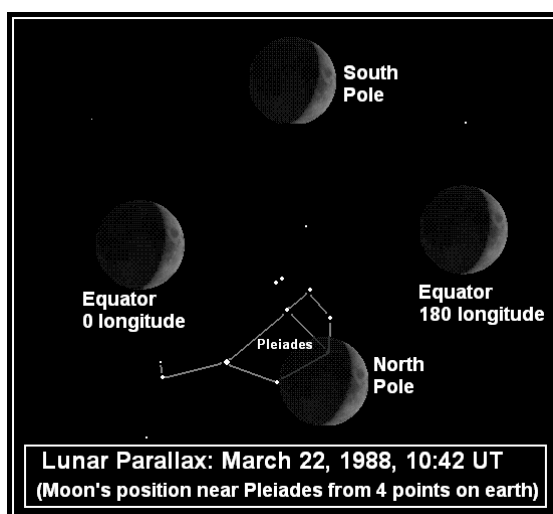
$$\begin{aligned} 1 \text{ arcmin} &= \frac{1}{60}^\circ \\ 1 \text{ arcsec} &= \frac{1}{3600}^\circ \\ 1^\circ &= \frac{2\pi}{360} \text{ radian} \end{aligned}$$

4.2.1 Lunar Parallax

ตัวอย่างหนึ่งของการใช้หลักการ parallax ในการหาระยะทางของวัตถุท้องฟ้าก็คือ การหาระยะทางถึงดวงจันทร์ เนื่องจากดวงจันทร์เป็นวัตถุท้องฟ้าที่อยู่ใกล้โลกมาก เราจึงสามารถสังเกตเห็นมุม parallax ได้ง่าย ดังจะเห็นได้จากภาพ 4.2



รูปที่ 4.1: ภาพแสดงการเกิดพารัลแลกซ์



รูปที่ 4.2: ตำแหน่งของดวงจันทร์ที่สังเกตเห็นจากมุมต่างๆ บนโลก ขณะที่เกิดดวงจันทร์บังกระจุกดาวลูกไก่

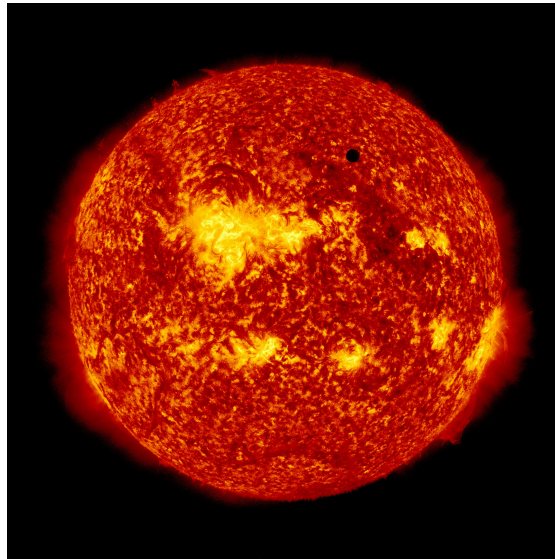
โดยหลักการแล้ว เราสามารถคำนวณระยะทางจากโลกถึงดวงจันทร์ได้ เพียงการถ่ายภาพดวงจันทร์จากสองตำแหน่งบนพื้นโลกในเวลาเดียวกัน วัดมุม parallax ระยะทางระหว่างผู้สังเกต และคำนวณหาระยะทางถึงดวงจันทร์โดยใช้สมการ (4.1)

4.2.2 Venus Transit

อีกตัวอย่างหนึ่งของการใช้ parallax ในการหาระยะทางที่มีความสำคัญอย่างมากในประวัติศาสตร์ก็คือ การหาระยะทางจากโลกถึงดวงอาทิตย์โดยการสังเกตดาวศุกร์ผ่านหน้าดวงอาทิตย์ (Venus Transit) (รูปที่ 4.3) โดยการศึกษาครั้งแรกเมื่อปี ค.ศ. 1639 ซึ่งสามารถวัดค่า Astronomical Unit (AU) ได้แม่นยำกว่าวิธีอื่นที่สามารถวัดได้ ณ เวลานั้น เนื่องจากในสมัยนั้นเรามีการทราบระยะห่างของวัตถุต่างๆ ในระบบสุริยะในหน่วยของ AU เป็นอย่างดี การหาค่า AU จึงมีประโยชน์เป็นอย่างมากในการหาขนาดของระบบสุริยะและจักรวาล

การหาระยะ AU โดยใช้ปรากฏการณ์ดาวศุกร์ผ่านหน้าดวงอาทิตย์สามารถทำได้ โดยการสังเกตปรากฏการณ์ดาวศุกร์ผ่านหน้าดวงอาทิตย์จากจุดสังเกตสองจุดบนโลก จุดสังเกตที่ต่างกันย่อมที่จะสังเกตเห็นดาวศุกร์เริ่มสัมผัสขอบดวงอาทิตย์ที่เวลาต่างกัน ดังนั้นเราจึงสามารถคำนวณหาระยะทางจากโลกถึงดาวศุกร์ และเนื่องจากเราทราบระยะทางจากดาวศุกร์ถึงดวงอาทิตย์ในหน่วยของ 0.7 AU ทำให้เราสามารถคำนวณหาระยะทางของ 1 AU ได้

ปรากฏการณ์ดาวศุกร์ผ่านหน้าดวงอาทิตย์จะเกิดขึ้นอีกครั้งบนโลกในวันที่ 11 ธันวาคม ค.ศ. 2117 และอีกครั้งในวันที่ 8 ธันวาคม ค.ศ. 2125



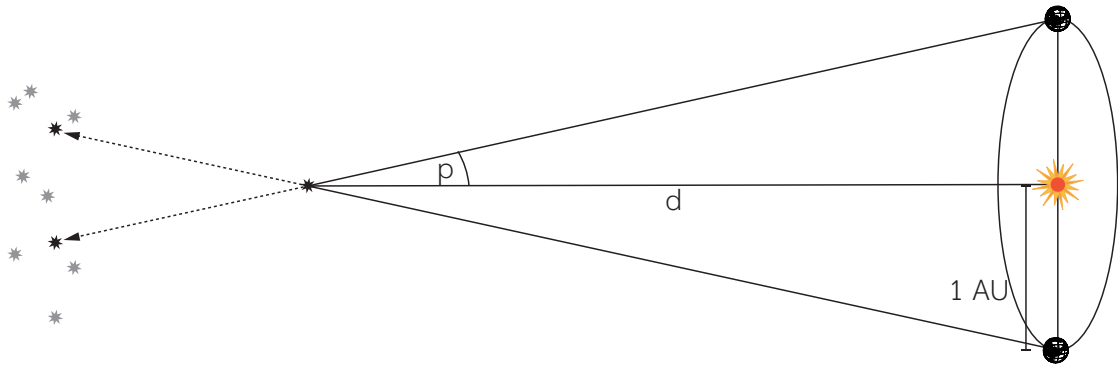
รูปที่ 4.3: ปรากฏการณ์ดาวศุกร์ผ่านหน้าดวงอาทิตย์ (Venus Transit) ถ่ายโดยยานอวกาศ Solar Dynamics Observatory ในปี ค.ศ. 2012

4.2.3 พารัลแลกซ์ของดาวฤกษ์ (Stellar Parallax)

ประโยชน์ของการใช้มุม parallax ในดาราศาสตร์อย่างหนึ่งก็คือการหามุม parallax ของดาวฤกษ์ การหามุม parallax ของดาวฤกษ์ได้รับความสนใจมาตั้งแต่สมัยกรีกโบราณ โดยชาวกรีกโบราณตั้งข้อสังเกตว่า เราไม่สามารถสังเกตมุม parallax ของดาวฤกษ์ได้ ดังนั้น จึงเป็นไปได้ที่โลกจะมีการเคลื่อนที่ ซึ่งเป็นที่มาของแบบจำลองระบบสุริยะแบบโลกเป็นศูนย์กลาง (geocentric model)

ในความเป็นจริงแล้ว เราสามารถสังเกตเห็น parallax สำหรับดาวฤกษ์ได้ แต่เพียงว่าชาวกรีกโบราณมีการประเมินระยะทางถึงดาวฤกษ์ที่ต่ำกว่าความเป็นจริงมาก เนื่องจากดาวฤกษ์มีระยะทางที่ไกลมาก การจะสังเกตเห็นมุม parallax ได้ ย่อมต้องใช้ระยะห่างระหว่างจุดสังเกตที่ไกล โดยระยะทางที่ไกลที่สุดที่เราสามารถสังเกตได้จากบนโลกก็คือ ระยะวงโคจรของโลก หรือ 1 AU (Astronomical Unit) นี้เอง (1 AU = 149,597,871 กม.)

เราสามารถสังเกตมุมของ stellar parallax ได้โดยการสังเกตดาวฤกษ์ดวงหนึ่ง จากตำแหน่งของโลกในวงโคจรที่แตกต่างกัน โดยนิยามแล้ว เรานิยามมุม stellar parallax ว่าเป็น มุมที่คลาดเคลื่อนออกไปจากตำแหน่งสังเกตจากบนโลก เทียบกับดวงอาทิตย์ (เช่น ครึ่งหนึ่งของมุมที่สังเกตได้เมื่อระยะเวลาห่างกันออกไปครึ่งปีของวงโคจรของโลก)



รูปที่ 4.4: การหาระยะทางถึงดวงดาวโดยใช้เทคนิค Stellar Parallax ดาวที่อยู่ใกล้ดวงอาทิตย์มากกว่าจะมีมุมเหลื่อม p ในหน่วย arcsec ที่มากกว่าเมื่อเทียบกับฉากหลังที่อนันต์

วิธีการวัดระยะทางถึงดาวฤกษ์ โดยใช้เทคนิค stellar parallax ก็ไม่ต่างจากการวัดระยะทางโดยใช้วิธี parallax แบบธรรมดา โดยเราใช้ ระยะห่างระหว่างผู้สังเกต (separation) เป็น 1 AU (อย่าลืมว่า เรานิยามให้มุม stellar parallax เป็นมุม parallax ระหว่างผู้สังเกตจากโลกและดวงอาทิตย์) และเรามักจะวัดมุม stellar parallax ในหน่วยของ arcsec (ซึ่งเป็นมุมที่เล็ก เราจึงสามารถใช้ $\tan(p) \approx p$ ได้) เราจะได้ว่าระยะทางถึงดาวฤกษ์ที่มีมุม stellar parallax p คิดเป็น

$$d = \frac{1 \text{ AU}}{p} \quad (4.2)$$

ในการหาระยะทางเป็นหน่วย เมตร เราจำเป็นต้องแปลงหน่วยมุมเป็นเรเดียน และ 1 AU เป็น เมตร เสียก่อน

$$d(m) = \frac{1 \text{ AU}}{p(\text{arcsec})} \times \left(\frac{1.496 \times 10^{11} \text{ km}}{1 \text{ AU}} \right) \times \left(\frac{3600 \times 360 \text{ arcsec}}{2\pi \text{ radian}} \right)$$

เนื่องจากในการวัดระยะทางด้วยเทคนิค stellar parallax เราใช้มุมในหน่วย arcsec และระยะห่างระหว่างจุดสังเกตเป็น 1 AU เสมอ (รูปที่ 4.4) เราสามารถนิยามหน่วยของระยะทางใหม่ โดยเรียกว่า พาร์เซค (parsec) ซึ่งมาจากคำว่า parallax arcsecond โดยนิยามให้ 1 parsec คือระยะทางของดาวฤกษ์ที่ทำให้เกิดมุม parallax arcsec เท่ากับ 1 arcsec (และด้วยรัศมีระหว่างจุดสังเกต 1 AU) นั่นคือเราสามารถหาระยะทางของดาวฤกษ์ดวงใดๆ ที่สามารถสังเกตเห็น stellar parallax ด้วย

$$d(\text{parsec}) = \frac{1}{p(\text{arcsec})}$$

และเราจะได้ว่า $1 \text{ parsec} = 206264 \text{ AU} = 3.08 \times 10^{13} \text{ km} = 3.26 \text{ light years}$

ทั้งนี้ ข้อจำกัดสำคัญอย่างหนึ่งในการหาระยะทางถึงดาวฤกษ์ด้วยวิธี stellar parallax ขึ้นอยู่กับข้อจำกัดในการแยกมุมเล็กๆ ออกจากกัน หรือ กำลังการแยก (Angular Resolution) ของทัศนูปกรณ์ที่ใช้นั่นเอง

4.3 กำลังการแยก (Angular Resolution)

ขณะที่เราเดินไปในถนนเปลี่ยวๆ ในยามค่ำคืน เมื่อเห็นแสงไฟจากรถกำลังพุ่งเข้ามาจากหนทางข้างหน้า เราอาจจะสงสัยว่า รถที่กำลังพุ่งเข้ามานี้ เป็นรถมอเตอร์ไซด์ หรือรถยนต์ (เราอาจจะต้องเตรียมตัวหลบ หากเป็นรถยนต์ วิ่งมาในซอยที่แคบ) เราทราบกันดีว่า รถยนต์ต้องมีไฟหน้าสองดวง แต่เราอาจจะพบว่า ขณะที่รถอยู่ไกลๆ อาจจะเป็นไปได้ยากในการแยกหลอดไฟหน้ารถทั้งสองดวงออกจากกัน จนกว่ารถจะเข้ามาใกล้เรามากพอจนเริ่มสามารถแยกหลอดไฟสองดวงออกจากกันได้ เราจึงจะสามารถบอกได้ว่าไม่ใช่รถมอเตอร์ไซด์ ซึ่งความสามารถในการแยกรายละเอียดของวัตถุที่เห็นออกจากกันได้นี้ เราเรียกว่า กำลังการแยก (angular resolution)

angular resolution มีหน่วยเป็นมุม เช่น arcsec องศา หรือ เรเดียน ในทางดาราศาสตร์ทั่วๆ ไปมักจะใช้ในหน่วยของ arcsec ค่า resolving power คือระยะห่างเชิงมุมที่น้อยที่สุด ที่ทัศนูปกรณ์ชิ้นนั้นๆ จะสามารถแยกแยะออกจากกันได้ สำหรับสายตามนุษย์ทั่วๆ ไป มี angular resolution อยู่ที่ประมาณ 1 arcmin ($1/60^\circ$) นั้นหมายความว่ามนุษย์จะไม่สามารถมองเห็นรายละเอียดที่เล็กกว่า 1 arcmin ได้ ทั้งนี้ควรพึงระลึกเสมอว่า ขนาดเชิงมุมของวัตถุนั้นขึ้นอยู่กับทั้งขนาดของวัตถุ และระยะทางที่สังเกต โดยเราสามารถคำนวณขนาดเชิงมุมได้จาก

$$\tan \theta = \frac{s}{d} \quad (4.3)$$

เมื่อ θ = ระยะห่างเชิงมุม/ขนาดเชิงมุม, s = ระยะห่าง/ขนาดของวัตถุ, d = ระยะห่างถึงวัตถุ

Retina Display

ตัวอย่างหนึ่งของเทคโนโลยีที่อ้างอิงถึง angular resolution ของดวงตามนุษย์ก็คือเทคโนโลยี “Retina Display” ของอุปกรณ์ Apple หน้าจอ LCD ของอุปกรณ์เหล่านี้มีการโฆษณาว่ามีความละเอียด “มากเท่าที่สายตามนุษย์สามารถแยกแยะได้” เราพบว่าหากเราคำนวณขนาดเชิงมุมของหนึ่งหน่วย pixel เมื่อมองจากระยะที่เหมาะสมแล้วขนาดของ pixel จะเล็กกว่า 1 arcmin นั่นคือสายตามนุษย์ไม่สามารถแยกออกได้ ทั้งนี้หากเราพิจารณาหน้าจอเหล่านี้ด้วยระยะที่ใกล้กว่าระยะที่อ้างอิง เราก็จะสามารถแยกรายละเอียดของ pixel ได้ เนื่องจากขนาดเชิงมุมแปรผกผันกับระยะทางของผู้สังเกต

เป็นที่แน่นอนว่า ทัศนูปกรณ์ที่ต่างกัน มีกำลังแยก หรือ angular resolution ที่แตกต่างกัน ดังที่ทุกคนที่สวมแว่นหรือคอนแทคเลนส์คงจะเข้าใจกันดี เช่นเดียวกัน แม้กระทั่งกล้องโทรทรรศน์ที่มีรูปร่างและขนาดใกล้เคียงกัน ก็ยังมีความสามารถในการแยกแยะรายละเอียดได้ไม่เท่ากัน ขึ้นอยู่กับคุณภาพของทัศนูปกรณ์หรือชิ้นเลนส์ที่ใช้ ความแม่นยำในการฝนชิ้นเลนส์ การวางตัวของชิ้นเลนส์ เรขาคณิตของอุปกรณ์ และปัจจัยอื่นๆ ในทัศนูปกรณ์ที่สามารถส่งผลให้เกิดความคลาดเคลื่อนต่างๆ ได้

นอกจากนี้ ยังมีปัจจัยอื่นอีกมากที่ส่งผลต่อ angular resolution รวมไปถึงปัจจัยภายนอกอุปกรณ์ เช่น สภาพของท้องฟ้า อุณหภูมิที่แตกต่างกันภายในอุปกรณ์ ชั้นบรรยากาศ ฯลฯ โดยเราสามารถเพิ่ม angular resolution ได้ โดยการพัฒนาทัศนูปกรณ์ และสภาพบรรยากาศในการสังเกต (seeing) เช่น การส่งกล้องโทรทรรศน์อวกาศฮับเบิล (Hubble Space Telescope, HST) ไปในอวกาศ สามารถลดปัจจัยภายนอกที่ส่งผลต่อ angular resolution ได้อย่างมาก แม้กระนั้นก็ตาม ในตอนแรกนั้น กล้องโทรทรรศน์อวกาศฮับเบิลมีปัญหาเรื่องความคลาดเคลื่อนที่เกิดจากกระจกเว้าที่ผิดรูป ทำให้ angular resolution ที่ได้สูงถึง 1 arcsec มากกว่า 0.1 arcsec ตามที่วางแผนเอาไว้ จนกระทั่งได้มีการส่งอุปกรณ์เสริม COSTAR (Corrective Optics Space Telescope Axial Replacement) ขึ้นไป จึงจะสามารถพัฒนา angular resolution ไปได้ตามที่วางแผนเอาไว้ เปรียบได้กับการใส่คอนแทคเลนส์ให้กับเลนส์ตาที่มีความผิดปรกติ

ในความเป็นจริงแล้ว เราสามารถพัฒนา angular resolution ของทัศนูปกรณ์หนึ่งๆ ขึ้นไปได้ถึงเพียงขีดจำกัดหนึ่งเท่านั้น ขีดจำกัดนี้เรียกว่า Diffraction Limit

4.3.1 Diffraction Limit

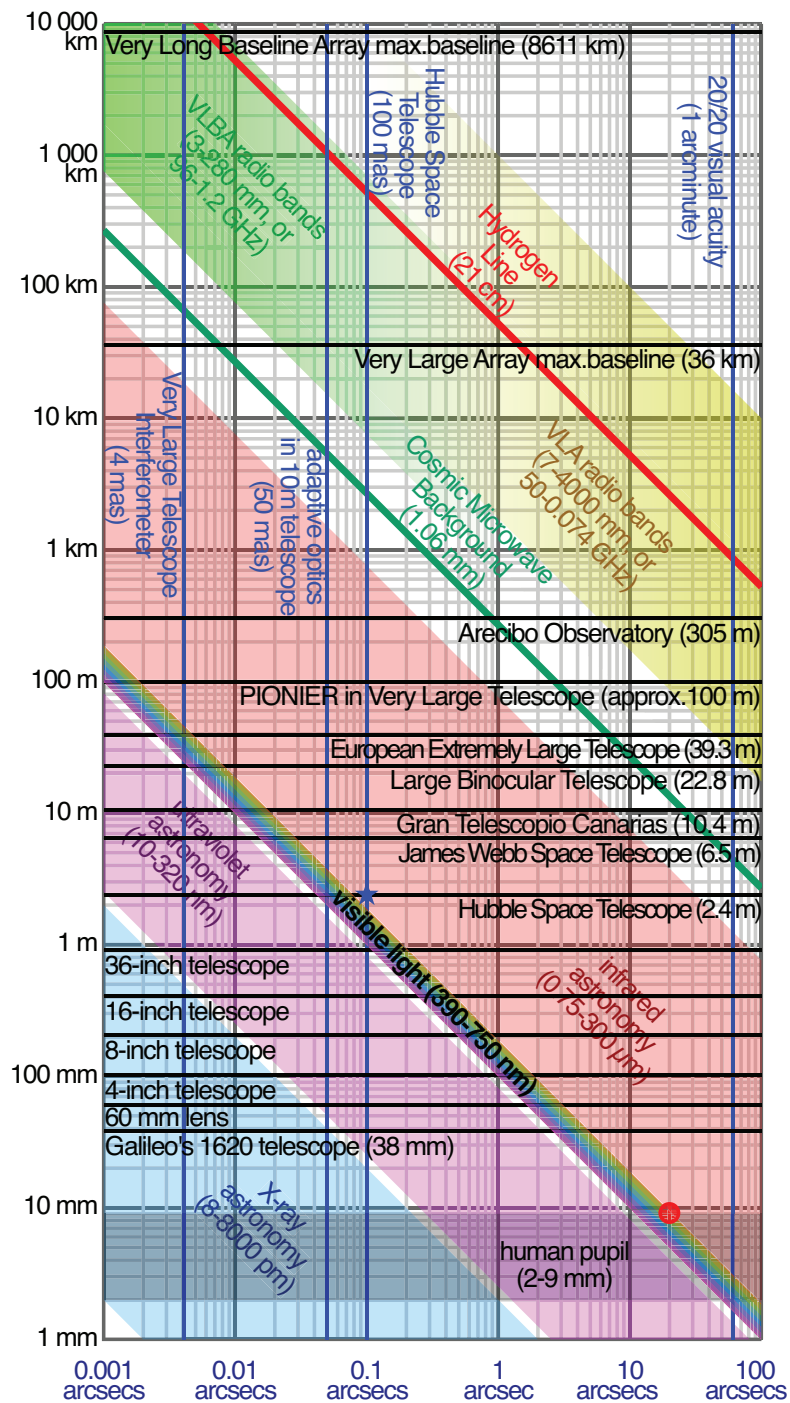
เมื่อเราพัฒนาทัศนูปกรณ์เพิ่มขึ้นเรื่อยๆ เราก็สามารถที่จะลด angular resolution ได้ (ลด เนื่องจาก angular resolution ที่น้อย ย่อมหมายถึง รายละเอียดที่เล็กกว่าที่สามารถสังเกตได้) อย่างไรก็ตาม เมื่อเราลด angular resolution ลงไปได้ถึงจุดหนึ่ง เรากลับพบว่า การแทรกสอดของแสงเริ่มเป็นปัจจัยสำคัญที่ทำให้เราไม่สามารถลด angular resolution ลงไปได้อีก เราเรียกขีดจำกัด angular resolution ที่ทัศนูปกรณ์หนึ่งสามารถที่จะมีได้ในทางทฤษฎีนี้ว่า Diffraction Limit

เนื่องจาก Diffraction Limit นั้นเป็นเพียงขอบเขตทางทฤษฎี และเกิดขึ้นจากสมบัติความเป็นคลื่นและการแทรกสอดของแสง ค่านี้จึงไม่ขึ้นอยู่กับคุณสมบัติใดๆ ในตัวกล้อง แต่เพียงขึ้นอยู่กับขนาดของรูรับแสง และความยาวคลื่นที่ใช้วัดแสง โดยสามารถคำนวณ Diffraction Limit (R ในหน่วย radian) ได้จาก

$$R = \frac{\lambda}{D}$$

เมื่อ λ = ความยาวคลื่นที่สังเกต และ D = เส้นผ่านศูนย์กลางของรูรับแสง

รูปที่ 4.5 แสดงถึง angular resolution ณ diffraction limit ที่ความยาวคลื่นและรูรับแสงต่างๆ อย่างไรก็ตาม กล้องโทรทรรศน์บนโลกมักจะมี angular resolution ที่กว้างกว่า (แย่กว่า) diffraction limit อยู่มาก เนื่องจากปัจจัยอื่นๆ ที่ทำให้ไม่สามารถใช้ประสิทธิภาพของทัศนูปกรณ์ได้เต็มที่ โดยเฉพาะอย่างยิ่ง สภาพชั้นบรรยากาศของโลก ที่มักจะเป็นขีดจำกัดของกล้องโทรทรรศน์ภาคพื้นดินส่วนใหญ่ เป็นเหตุผลว่าทำไมกล้องโทรทรรศน์อวกาศฮับเบิล แม้จะมีเส้นผ่านศูนย์กลางเพียง 2.4 เมตร แต่กลับสามารถถ่ายภาพได้ด้วยความละเอียดที่สูงกว่ากล้องโทรทรรศน์บนโลกที่มีเส้นผ่านศูนย์กลางกว้างกว่า เป็นอย่างมาก



รูปที่ 4.5: กราฟ log-log แสดงขนาดเส้นผ่านศูนย์กลางของรูรับแสงและ angular resolution ณ diffraction limit ที่ความยาวคลื่นต่างๆ เปรียบเทียบกับอุปกรณ์ดาราศาสตร์ต่างๆ เช่น กล้องโทรทรรศน์อวกาศฮับเบิล และดวงตามนุษย์

บทที่ 5

การวัดแสง (Photometry)

นอกจากการศึกษาวา วัตถุท้องฟ้ามีการเปลี่ยนตำแหน่งอย่างไรแล้ว อีกสิ่งหนึ่งที่นักดาราศาสตร์สนใจที่จะวัดก็คือ วัตถุบนท้องฟ้ามีความสว่างเท่าใด สว่างกว่ากันมากแค่ไหน? ความสว่างมีการเปลี่ยนแปลงไปอย่างไร?

5.1 กำลังส่องสว่าง (Luminosity)

กำลังส่องสว่าง (Luminosity) คืออัตราการปลดปล่อยพลังงานแสงทั้งหมดของวัตถุท้องฟ้าวัตถุหนึ่งในหนึ่งหน่วยเวลา ค่า Luminosity ของดาวดวงหนึ่ง จึงเปรียบได้กับการสร้างทรงกลมขนาดใหญ่ครอบดาวฤกษ์ และวัดพลังงานทั้งหมดที่ดาวฤกษ์นั้นปลดปล่อยออกมาต่อหนึ่งหน่วยเวลา Luminosity มีหน่วยเป็น จูลต่อวินาที (Joules per second: $J s^{-1}$) หรือ วัตต์ (Watts: W)

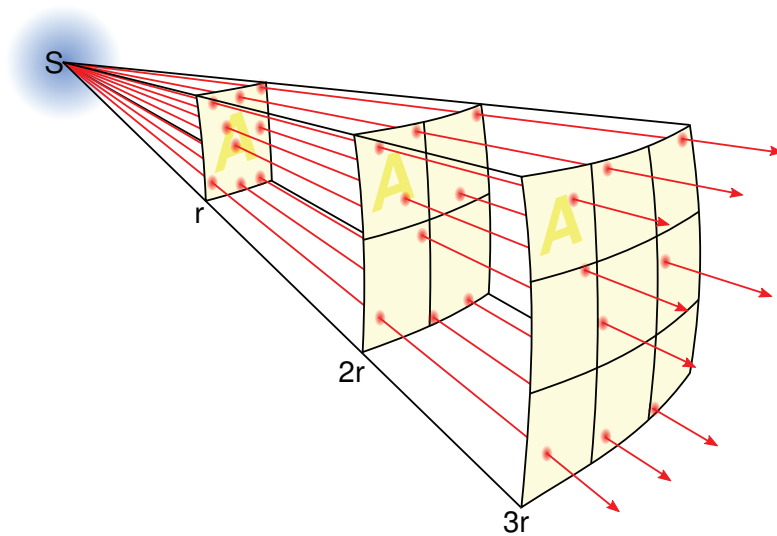
ในหลายๆ กรณี เรามักต้องการที่จะทราบกำลังส่องสว่างเทียบกับกำลังส่องสว่างของดวงอาทิตย์ $L_{\odot}$ โดย $L_{\odot} = 3.846 \times 10^{26} W$

5.2 ฟลักซ์ (Flux)

อย่างไรก็ตาม สิ่งที่ตาของเราสังเกตได้ไม่ใช่กำลังส่องสว่าง แม้กระทั่งในเชิงวิทยาศาสตร์ การวัดกำลังส่องสว่างโดยตรงก็เป็นเรื่องที่ยาก โดยเฉพาะในกรณีของดาวฤกษ์ เนื่องจากเราไม่สามารถสร้างทรงกลมมาเพื่อรับพลังงานแสงที่ปล่อยออกมาจากดาวฤกษ์ได้ทั้งหมด แต่สิ่งที่เราวัดได้ก็คือพลังงานแสงที่ตกลงต่อหนึ่งหน่วยพื้นที่ ในหนึ่งหน่วยเวลา หรือ ฟลักซ์ (Flux: F) (รูปที่ 5.1)

เนื่องจากฟลักซ์ คือปริมาณพลังงานต่อหนึ่งหน่วยเวลา ที่ผ่านหนึ่งหน่วยพื้นที่ ถ้าหากแหล่งกำเนิดแสงที่มีค่ากำลังส่องสว่าง L แผ่พลังงานแสงออกเป็นวงกว้างอย่างสม่ำเสมอลงบนพื้นที่ A เราจะได้ว่า

$$F = \frac{L}{A}$$



รูปที่ 5.1: ปริมาณพลังงานแสงที่ปล่อยออกมาจาก point source จะปล่อยออกมาอย่างเท่าเทียมกันในทุกทิศทาง และฟลักซ์จะลดลงตามระยะทางยกกำลังสอง

สำหรับแหล่งกำเนิดแสงที่เป็นจุด (point source) หรือสมมาตรทรงกลม เราจะได้ว่าแสงที่ปล่อยออกมามีสมมาตรในทางทรงกลม ดังนั้นพื้นที่บริเวณที่แสงจากแหล่งกำเนิดตกลงมาเท่าๆ กันก็คือ $A = 4\pi r^2$ เราจะได้

$$F = \frac{L}{4\pi r^2} \quad (5.1)$$

นั่นคือฟลักซ์ที่ออกจากแหล่งกำเนิดแสงจะลดลงตามระยะทางกำลังสอง หรือที่เรารู้จักในนามของ inverse square law¹

ฟลักซ์มีหน่วยเป็น วัตต์ต่อตารางเมตร (Wm^{-2}) ฟลักซ์ที่แสงอาทิตย์ตกลงมาต่อหนึ่งหน่วยพื้นที่ ณ บริเวณวงโคจรของโลก (1 AU) มีค่าประมาณ $1362 Wm^{-2}$

สำหรับฟลักซ์จากดาวฤกษ์ที่สามารถวัดได้โดยกล้องโทรทรรศน์นั้น ประกติแล้วจะมีค่าที่น้อยมาก นักดาราศาสตร์จึงมักจะอธิบายฟลักซ์ในหน่วยของแจนสกี² (Jansky: Jy) โดย $1Jy = 10^{-26} Wm^{-2} Hz^{-1}$ หรือก็คือหนึ่ง Jansky คิดเป็น 10^{26} วัตต์ต่อตารางเมตรต่อเฮิรตซ์

¹เราอาจจะเคยได้ยิน inverse square law อยู่บ้าง จากสมการแรงโน้มถ่วงและแรงระหว่างประจุไฟฟ้า ทั้งนี้สาเหตุที่สมการเหล่านี้มีลักษณะคล้ายกัน ไม่ได้เป็นเพียงความบังเอิญเท่านั้น แต่เป็นเพราะว่าแรงทั้งสองก็มีลักษณะการกระจายอิทธิพลออกเป็นลักษณะของพื้นที่ผิวทรงกลม เช่นเดียวกับการคำนวณฟลักซ์

²ส่วน Hz^{-1} ของหน่วย Jansky นั้น มาจาก bandwidth ของเครื่องตรวจจับ เช่น หาก CCD ตัวใหม่สามารถวัดแสงช่วงความยาวคลื่นได้กว้างกว่าเดิม สองเท่า พลังงานแสงที่ถูกตรวจจับโดยเครื่องวัดย่อมที่จะวัดพลังงานได้มากกว่าเดิมประมาณสองเท่าตามไปด้วย

5.3 ลำดับความสว่าง (Magnitude)

ในสมัยกรีกโบราณ นักดาราศาสตร์ชาวกรีก ฮิปพาร์คัส (Hipparchus) ได้ทำการเรียงลำดับความสว่างของดาว จากสว่างมาก ไปสว่างน้อย เป็นลำดับความสว่าง (Magnitude) โดยดาวที่สว่างกว่า จะมี magnitude ที่น้อยกว่า³

5.3.1 ลำดับความสว่างปรากฏ (Apparent Magnitude)

ในทั่วไป เวลาเราพูดถึงความสว่าง เรามักจะหมายถึงลำดับความสว่างปรากฏ (Apparent Magnitude: m) ซึ่งก็คือความสว่างที่ตาเห็น เกี่ยวข้องกับฟลักซ์ที่เราสามารถรับได้จากวัตถุท้องฟ้า นั้นๆ โดยดาวบนท้องฟ้ามีความสว่างปรากฏตั้งแต่ประมาณ -1 (ดาวซิริอุส ที่สว่างที่สุดบนท้องฟ้า), 0 (ดาวเวกา) ลดลงไปเรื่อยๆ จนถึงประมาณความสว่าง 6 เป็นดาวที่สว่างน้อยที่สุดที่มนุษย์สามารถสังเกตได้ด้วยตาเปล่า ดาวที่มีลำดับความสว่างน้อยที่สุดที่กล้องโทรทรรศน์อวกาศฮับเบิล (HST) สามารถสังเกตได้ คือ 32 ในขณะที่ดวงอาทิตย์เพียงวันมีลำดับความสว่าง -27

นอกจากนี้ ความสว่างไม่จำเป็นต้องเป็นเลขจำนวนเต็ม สามารถเป็นเลขทศนิยมได้ และจำนวนติดลบได้ เช่น ดาวซิริอุสมีความสว่างปรากฏ -1.47

ในอดีต ลำดับความสว่างปรากฏ ใช้ดาวเวกาเป็นดาวมาตรฐานโดยให้ความสว่างเป็น 0 ในปัจจุบันนี้ เราใช้นิยามฟลักซ์มาตรฐาน ที่ความยาวคลื่นต่างๆ เป็นตัวนิยามความสว่างแทน แต่ในทางปฏิบัติแล้ว เราไม่สามารถคำนวณลำดับความสว่างของวัตถุท้องฟ้าโดยตรง แต่จะใช้วิธีเทียบความสว่างกับวัตถุท้องฟ้าที่เราทราบความสว่างที่แน่นอน

Calibration

เราอาจจะคิดว่า หากเราสามารถวัดพลังงานแสงที่สามารถวัดได้จากดาวดวงหนึ่ง ต่อหนึ่งหน่วยพื้นที่รับแสงต่อเวลา (ฟลักซ์) แล้ว เราก็น่าจะสามารถคำนวณไปเป็น magnitude ได้ไม่ยาก อย่างไรก็ตาม ในโลกแห่งความเป็นจริงแล้ว เรื่องราวจริงๆ ซับซ้อนกว่านั้นอีกมาก หากเราพยายามวัดฟลักซ์จากดาวดวงเดียวกัน ด้วยกล้องลักษณะใกล้เคียงกัน ที่มีพื้นที่รับแสงที่เท่ากัน จะมีปัจจัยทั้งภายในและภายนอกอีกมาก ที่ทำให้ฟลักซ์ที่วัดได้นั้นไม่เท่ากัน (เช่น สภาพอากาศ ความไม่สมบูรณ์ของเลนส์ ประสิทธิภาพของ CCD ฯลฯ) เนื่องจากฟลักซ์ที่วัดได้จากวัตถุเดียวกันนั้นไม่เท่ากัน เราจึงไม่สามารถหาสูตรคำนวณ magnitude จากฟลักซ์โดยตรง

ในทางปฏิบัติแล้ว เราก้าวข้ามปัญหานี้โดยการเปรียบเทียบฟลักซ์ของวัตถุท้องฟ้าที่ต้องการวัด กับวัตถุท้องฟ้าที่เราทราบความสว่างที่แน่นอน เพื่อทำการ Calibrate เครื่องมือกับการวัดความสว่างปรากฏที่ต้องการ

³เนื่องจากลำดับความสว่างเป็นปริมาณเชิงเปรียบเทียบ จึงไม่มีหน่วย

เนื่องจากค่าที่เราวัดความสว่างจากวัตถุท้องฟ้าได้ คือฟลักซ์ (F) เรายามลำดับความสว่างปรากฏเปรียบเทียบกับดาวอ้างอิง ได้จากสมการนี้

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10} \left(\frac{F_1}{F_2} \right) \quad (5.2)$$

เมื่อ m_1 คือลำดับความสว่างปรากฏของดาวที่ต้องการหา, m_2 คือลำดับความสว่างปรากฏของดาวอีกดวง หรือดาวอ้างอิง และ F_1, F_2 คือฟลักซ์ของดาวที่ต้องการหา และดาวอ้างอิง ตามลำดับ

จากสมการนี้ จะเห็นได้ว่า หากดาว A มี magnitude น้อยกว่าดาว B อยู่เท่ากับ 2.5 ($m_B - m_A = 2.5$) ดาว A จะมีฟลักซ์มากกว่า ดาว B 10 เท่า ($F_A/F_B = 10$) และหากดาว A มี magnitude มากกว่าดาว B อยู่เท่ากับ 5 ($m_B - m_A = 5$) ดาว A จะมีฟลักซ์ มากกว่าดาว B อยู่ 100 เท่า ($F_A/F_B = 100$)

ตัวอย่าง: ฟลักซ์จากดวงอาทิตย์ตกลงบนโลก มีค่าประมาณ 1360 Wm^{-2} ดวงอาทิตย์มีลำดับความสว่างปรากฏประมาณ -27 และดาวพฤหัสบดีมีความสว่างปรากฏประมาณ -2 ฟลักซ์ที่เราได้รับบนโลกจากดาวพฤหัสบดีจะมีค่าประมาณเท่าใด?

วิธีทำ: ใส่ $m_1 = -2, m_{ref} = -27, F_{ref} = 1360 \text{ Wm}^{-2}$ ลงในสมการ (5.2) เราจะได้

$$(-2) - (-27) = -2.5 \log_{10} \left(\frac{F_1}{1360 \text{ Wm}^{-2}} \right)$$

$$\frac{25}{-2.5} = \log_{10} \left(\frac{F_1}{1360 \text{ Wm}^{-2}} \right)$$

$$\frac{F_1}{1360 \text{ Wm}^{-2}} = 10^{-\frac{25}{2.5}}$$

$$F_1 = 1360 \times 10^{-10} \text{ Wm}^{-2} = 1.36 \times 10^{-7} \text{ Wm}^{-2}$$

นั่นก็คือ ฟลักซ์จากดาวพฤหัสบดีมีค่าประมาณ 10^{-10} เท่า เทียบกับฟลักซ์จากดวงอาทิตย์

5.3.2 ลำดับความสว่างสัมบูรณ์ (Absolute Magnitude)

สมมติว่าเราเดินไปบนท้องถนนในยามค่ำคืนมืดสนิท เราเห็นแสงไฟสองดวงจากระยะไกล ที่มีความสว่างเท่ากัน เรียกได้ว่า แหล่งกำเนิดแสงทั้งสองนี้ มีความสว่างปรากฏเท่ากัน

เมื่อเวลาผ่านไป แหล่งกำเนิดไฟทั้งสองดวงได้เคลื่อนเข้ามาใกล้เรา ปรากฏว่าดวงหนึ่งคือหลอดไฟหน้ารถมอเตอร์ไซด์ ส่วนอีกดวงหนึ่งเป็นเพียงคนเดินถือเทียนไข เมื่อเอามาเทียบกันใกล้ๆ แล้ว เรากลับพบว่าไฟหน้ารถมอเตอร์ไซด์มีความสว่างที่มากกว่า เราเรียกว่า ไฟหน้ารถมอเตอร์ไซด์มีความสว่างสัมบูรณ์ (Absolute Magnitude: M) ที่มากกว่า

หากเราเทียบความสว่างปรากฏเป็น “วัตถุดูสว่างแค่ไหน?” ความสว่างสัมบูรณ์ ก็คือ “ที่จริงแล้ว วัตถุมีความสว่างแค่ไหน เมื่อเราสามารถนำมาเทียบกับที่ระยะที่เท่ากัน?” ในทางดาราศาสตร์แล้ว เรานิยามความสว่างสัมบูรณ์ว่า เท่ากับความสว่างปรากฏ เมื่อวัตถุอยู่ที่ระยะ 10 parsecs จากผู้สังเกต นอกจากนี้เรายังจะพบว่า ความสว่างสัมบูรณ์ แปรผันตามกำลังสองของกำลังส่องสว่างของวัตถุ (Luminosity) (บทที่ 5.1) นั่นคือวัตถุที่มีกำลังส่องสว่างมาก ย่อมที่จะมีความสว่างสัมบูรณ์ที่สว่างมาก (ค่าลำดับความสว่างสัมบูรณ์ต่ำ)

ดวงอาทิตย์ของเรามีค่าความสว่างสัมบูรณ์อยู่ที่ 4.83 ในขณะที่ดาวบางดวงบนท้องฟ้า เช่น ดาวไรเจล มีค่าความสว่างสัมบูรณ์ที่ -7.0 นั้นหมายความว่า ถ้าหากเราสามารถนำดวงอาทิตย์ของเรา และดาวไรเจลมาเปรียบเทียบความสว่างโดยนำไปไว้ที่ระยะ 10 parsecs จากโลก เราพบว่าดาวไรเจลส่งฟลักซ์ออกมามากกว่าดวงอาทิตย์ ถึง 54,000 เท่า และนอกจากนี้ ในเอกภพยังเต็มไปด้วยวัตถุอื่นๆ อีกมาก ที่แม้จะมีความสว่างปรากฏที่สว่างน้อยมาก (ลำดับความสว่างปรากฏ m มาก) แต่กลับมีความสว่างสัมบูรณ์ที่สว่างมาก (ลำดับความสว่างปรากฏ M น้อย) เช่น ซูเปอร์โนวาแบบ Ia (SN Ia supernova) มีความสว่างสัมบูรณ์ $M = -19.3$ เควซาร์มีความสว่างสัมบูรณ์ $M = -25.5$ (ในขณะที่กาแล็กซีทางช้างเผือก มีความสว่างสัมบูรณ์ $M = -20.5$ นั่นคือในหนึ่งหน่วยเวลา ทั้งซูเปอร์โนวา และ เควซาร์ สามารถปลดปล่อยพลังงานออกมาได้เทียบเท่ากับหรือมากกว่าดาวทุกดวงในกาแล็กซีรวมกัน)

5.4 โมดูลัสของระยะทาง (Distance Modulus)

เราอาจจะทราบแล้วว่า ความสว่างปรากฏ ขึ้นอยู่กับทั้งความสว่างสัมบูรณ์ และระยะทางของแหล่งกำเนิดแสง เช่น ดาวไรเจลมีกำลังส่องสว่างมากกว่าดวงอาทิตย์ถึง 54,000 เท่า แต่กลับมีความสว่างปรากฏที่สว่างน้อยกว่ามาก (m สูงกว่า) นั่นเป็นเพราะเหตุอื่นใดไม่ได้ นอกจากระยะทางที่ไกลกว่าระหว่างดาวไรเจลกับโลก

ความสัมพันธ์ระหว่างลำดับความสว่างปรากฏ และลำดับความสว่างสัมบูรณ์ จะขึ้นอยู่กับระยะทาง เราสามารถหาระยะทางได้จากความสว่างทั้งสอง เนื่องจากในตอนๆ 5.2 เราทราบแล้วจากสมการ (5.1) ว่า ฟลักซ์ที่ออกจากแหล่งกำเนิดแสงจะลดลงตามระยะทางกำลังสอง หรือ $F \propto \frac{1}{r^2}$ นั่นคือ หากเราเทียบอัตราส่วนของฟลักซ์ของวัตถุ ณ ระยะทาง 10 parsecs กับระยะทาง d เราจะได้

$$\frac{F(d)}{F(10)} = \frac{10^2}{d^2}$$

เมื่อเรานำอัตราส่วนนี้ใส่ลงในสมการ (5.2) เราจะได้ว่า

$$\begin{aligned}
 m - M &= -2.5 \log_{10} \left(\frac{F(d)}{F(10)} \right) \\
 m - M &= -2.5 \log_{10} \left(\frac{10^2}{d^2} \right) \\
 m - M &= -2.5 (\log_{10}(10^2) - \log_{10}(d^2)) \\
 m - M &= 5 \log_{10}(d) - 5
 \end{aligned} \tag{5.3}$$

จากสมการ (5.3) เราจะพบว่า หากเรารู้ข้อมูลสองตัวจาก ลำดับความสว่างปรากฏ (m) ลำดับความสว่างสัมบูรณ์ (M) และระยะทาง (d) แล้ว เราสามารถที่จะหาอีกค่าที่เหลือได้อย่างง่ายดายเนื่องจากสมการ (5.3) เป็นฟังก์ชันของระยะทาง บางครั้งนักดาราศาสตร์จึงอาจจะอธิบายระยะทางในรูปของโมดูลัสระยะทาง $m - M$

5.5 เทียนมาตรฐาน (Standard Candle)

ข้อมูลหนึ่งที่มีมักจะเป็นสิ่งที่นักดาราศาสตร์สนใจเสมอ ก็คือระยะทาง เราได้พูดถึงการหาระยะทางไปบ้างแล้ว ในบทที่ 4.2.3 เรื่องของ Stellar Parallax แต่ว่าข้อจำกัดของวิธีนี้ในการหาระยะทาง ก็คือสามารถใช้ได้กับเฉพาะดาวฤกษ์ที่อยู่ใกล้ดวงอาทิตย์ เนื่องจากขีดจำกัดในด้าน angular resolution (ดูบทที่ 4.3)

ดังนั้น นักดาราศาสตร์จึงพยายามที่จะหาวิธีอื่นเพื่อวัดระยะทาง โดยสิ่งที่ต้องการหา ก็คือวัตถุที่เราทราบความสว่างที่แน่นอน หรือเทียนมาตรฐาน (Standard Candle) ซึ่งก็คือวัตถุที่เราทราบค่าความสว่างสัมบูรณ์ (M)

เช่น หากเรามีเทียนไขประเภทหนึ่ง ที่เราทราบความสว่างที่แน่นอน ทุกครั้งที่เราจุดเทียนไขนี้ขึ้น หากเราสังเกตเห็นเทียนไขเช่นเดียวกันนี้จุดอยู่ในที่ๆ ห่างออกไป เราย่อมสามารถที่จะทราบได้ ว่าเทียนไขเล่มนี้ต้องอยู่ห่างออกไปแค่ไหน

ในทางการคำนวณแล้วนั้น เราสามารถอธิบายได้ด้วยสมการ (5.3) นั่นคือ หากเราทราบความสว่างสัมบูรณ์ M แต่เราพบว่าเราสามารถสังเกตเห็นวัตถุนี้สว่างเพียงแค่ความสว่างปรากฏ m เราจะสามารถหาระยะทาง d ได้ โดยการเรียบเรียงสมการ (5.3) เสียใหม่ เราจะได้ระยะทางในหน่วย parsec ดังนี้

$$d = 10^{\frac{m-M+5}{5}}$$

เช่น หากวัตถุหนึ่ง มีความสว่างปรากฏเท่ากับค่าความสว่างสัมบูรณ์ เราจะได้ว่าระยะทาง $d = 10^1 = 10$ parsec ซึ่งก็คือระยะทางที่เรานิยามความสว่างสัมบูรณ์ไว้ นั่นเอง

ในทางดาราศาสตร์นั้น การจะหาวัตถุที่จะเป็นเทียนมาตรฐานที่ดีได้ เป็นเรื่องที่ยากยิ่ง ยิ่งถ้าดาวส่วนมากจะเป็นดาวในลำดับหลัก (บทที่ 7.2) และเราสามารถทราบความสัมพันธ์ระหว่างอุณหภูมิและความสว่าง ของดาวในลำดับหลักได้ แต่ความสัมพันธ์นี้เป็นเพียงแบบคร่าวๆ และมีความไม่คงที่ของความสว่างสูง นอกจากนี้ดวงดาวหลายดวงยังอาจเป็นดาวคู่ หรือมีการแปรแสงทำให้ความสว่างไม่คงที่ เป็นต้น

อย่างไรก็ตาม มีวัตถุท้องฟ้าอีกหลายชนิด ที่สามารถนำมาใช้เป็นเทียนมาตรฐานได้ โดยมีความแม่นยำของความสว่าง และลำดับความสว่างแตกต่างกันไป เหมาะแก่การหาระยะวัตถุที่แตกต่างกัน

ดาวแปรแสงแบบเซฟีอิด (Classical Cepheids)

ดาวแปรแสงแบบเซฟีอิด (Cepheid Variable Star) เป็นดาวขนาดใหญ่ที่มีการเปลี่ยนแปลงของธาตุฮีเลียมบนพื้นผิว เมื่อ He^+ สูญเสียประจุกลายเป็น He^{2+} ทำให้ดาวมีลักษณะที่บวมและสามารถดูดกลืนแสงได้ง่าย ทำให้พื้นผิวดาวร้อนขึ้น จึงพองตัวออก ในขณะที่ก๊าซพองตัวออกจะเกิดการเย็นตัวลง จนกลับมาเป็น He^+ ซึ่งโปร่งแสง และเกิดการยุบตัวลงอีกครั้ง การเปลี่ยนแปลงนี้เกิดซ้ำไปเรื่อยๆ ทำให้สามารถสังเกตเห็นดาว Cepheid มีความแปรแสงที่สม่ำเสมอ และขึ้นอยู่กับความสว่างสูงสุดของดาว

ดาวแปรแสงแบบ Cepheid ถูกนำมาใช้เป็นเทียนมาตรฐานครั้งแรกโดย Edwin Hubble โดย Hubble ค้นพบว่ากาแล็กซีแอนโดรเมดา มีระยะห่างที่ไกลกว่าขอบเขตทางช้างเผือกมาก ทำให้ค้นพบว่า เอกภพไม่ได้ประกอบด้วยทางช้างเผือกเพียงอย่างเดียว แต่ประกอบด้วยกาแล็กซีอีกมากมายนอกไปจากกาแล็กซีทางช้างเผือกที่เราอาศัยอยู่

นอกจากนี้ Edwin Hubble ยังได้ใช้ Cepheid Variable Star ในการหาระยะทางถึงกาแล็กซีอื่นๆ อีกมาก และค้นพบว่า กาแล็กซีทุกอันมีการถอยห่างออกจากเรา โดยมีความเร็วแปรผันตรงกับระยะทาง กลายเป็นกฎของฮับเบิล (Hubble's Law) และค้นพบว่าเอกภพมีการขยายตัวอยู่ (Expanding Universe)

เนื่องจากดาวแปรแสงแบบ Cepheid มีความสว่างที่ค่อนข้างมาก ทำให้เราสามารถสังเกตเห็นดาวประเภทนี้ในกาแล็กซีอื่นๆ ไกลเคียงได้ถึงระยะทางประมาณ 29 Mpc (Mega parsecs)

ซูเปอร์โนวา ประเภท 1a (Type Ia Supernova)

Supernova ก็คือดาวที่เกิดการระเบิดอย่างรุนแรง และสามารถปลดปล่อยพลังงานออกมาได้ในระดับเดียวกับพลังงานทั้งหมดที่ปล่อยออกมาจากดาวทั้งหมดในกาแล็กซีรวมกัน supernova มีหลายประเภท แต่ประเภทที่เราสามารถทราบลำดับความสว่างสมบูรณ์ได้อย่างค่อนข้างแม่นยำ

คือประเภท Ia

Supernova type Ia (SN Ia) เกิดจากดาวแคระขาวที่มีมวลเกิน $1.4M_{\odot}$ และเกิดการระเบิดออก โดยทั่วไป เกิดในดาวคู่ที่ค่อยๆ ถ้ายเทมวลจากดาวข้างเคียงลงไปยังดาวแคระขาวจนดาวแคระขาวมีมวล $1.4M_{\odot}$

เนื่องจากการระเบิดทุกครั้งเกิดขึ้นจากดาวแคระขาวที่มีมวล $1.4M_{\odot}$ ทำให้ SN Ia ทุกครั้งมีความสว่างที่ใกล้เคียงกันมาก ที่ประมาณ $M = -19.3$ ด้วยเหตุนี้ SN Ia จึงจัดเป็น standard candle ที่มีความเที่ยงตรงมากที่สุดอย่างหนึ่งในเอกภพ

เนื่องจาก SN Ia มีความสว่างสัมบูรณ์ที่สว่างมาก (ลำดับความสว่างสัมบูรณ์น้อย) ดังนั้นจึงสามารถสังเกตเห็นได้ แม้จากที่ระยะทางที่ไกลมากๆ จากการศึกษาการขยายตัวของเอกภพ ณ กาแล็กซีที่ระยะทางต่างๆ เป็นเพราะการใช้ SN Ia เป็นเทียนมาตรฐานนี้เอง ที่นำไปสู่การค้นพบว่า การขยายตัวของเอกภพเป็นการขยายตัวอย่างมีความเร่ง

เทียนมาตรฐานอื่นๆ

นอกจากนี้ ยังมีการพยายามหาเทียนมาตรฐานด้วยวิธีอื่นอีกมาก ที่มีความเป็น “มาตรฐาน” และความแม่นยำที่แตกต่างกันออกไป เช่น

- Main Sequence Fitting ดาวในลำดับหลักทุกดวงจะมีอุณหภูมิและกำลังส่องสว่าง ขึ้นอยู่กับมวล การหาอุณหภูมิพื้นผิวทำให้เราสามารถหามวล และกำลังส่องสว่างได้ เราอาจจะสามารถเพิ่มความแม่นยำได้โดยการทำ main sequence fitting กับทั้งกระจุกดาว ที่มีระยะห่างเท่ากัน ทั้งนี้ ในความเป็นจริงแล้ว ความสว่างของดาวลำดับหลักยังขึ้นอยู่กับการมีธาตุโลหะ (metallicity) ที่มีอยู่ในดาวฤกษ์อีกด้วย
- Globular Cluster Luminosity Function เป็นวิธีการพยายามใช้กระจุกดาวทรงกลมเป็นเทียนมาตรฐาน โดยการใช้สมมติฐานว่ากระจุกดาวทรงกลมมีลักษณะความสว่างที่ใกล้เคียงกันในทุกกาแล็กซี วิธีนี้มีความไม่แน่นอนในระยะทางประมาณ 20%
- Planetary Nebular Luminosity Function (PNLF) เป็นวิธีการพยายามหาความสัมพันธ์ของความสว่างของเนบิวลาดาวเคราะห์เป็นตัวมาตรฐาน
- Tip of the Red Giant Branch (TRGB) ใช้ความสว่างของดาวยักษ์แดงเป็นตัวเปรียบเทียบ

- Surface Brightness Fluctuation Method (SBF) ใช้ความไม่สม่ำเสมอในความสว่างพื้นผิว (Surface Brightness) ของกาแล็กซีในการเทียบความสว่าง
- D- σ relation แทนที่จะเทียบความสว่างมาตรฐาน วิธีนี้ใช้การกระจายความเร็วของดาวในกาแล็กซีทรงรี โดยการวัดขนาดของกาแล็กซีไปจนถึงบริเวณที่มีความสว่างพื้นผิวค่าหนึ่ง
- Tully-Fisher relation ใช้ความสัมพันธ์ระหว่างความสว่างของกาแล็กซี ซึ่งขึ้นอยู่กับมวลและความเร็วในการหมุน ความเร็วในการหมุนนี้สามารถหาได้จากการวัดค่า spectral shift
- นอกจากนี้ ยังมีวิธีอื่นอีกมาก ที่นักดาราศาสตร์พยายามนำมาใช้ในการหาระยะทาง เช่น RR Lyrae variables, Dynamical Parallax, Faber-Jackson relation, ฯลฯ

5.6 การวัดการแปรแสง (Differential Photometry)

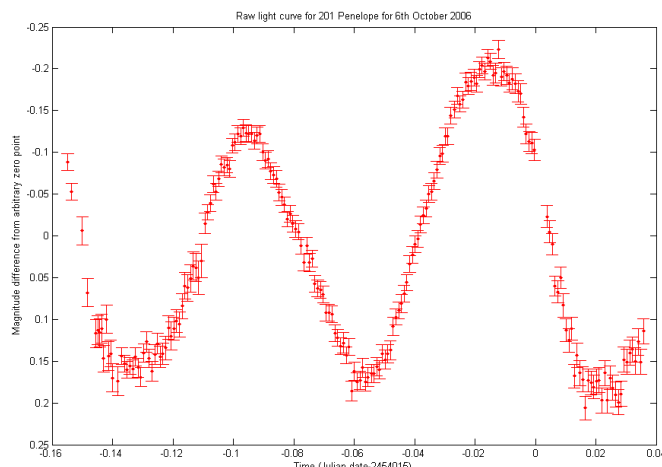
นอกจากวัตถุที่เราทราบความสว่างที่แน่นอนแล้ว ในเอกภพยังประกอบไปด้วยวัตถุอีกมาก ที่มีความสว่างที่ไม่คงที่ แต่กลับมีการแปรเปลี่ยนความสว่างไปอยู่ตลอดเวลา เช่น ดาวฤกษ์ที่เกิดระเบิดเป็น nova, supernova, หรือ gamma ray burst, ดาวหาง, ดาวเคราะห์น้อยที่มีการหมุน, ดาวฤกษ์ที่เกิดการยุบพอง, ดาวคู่อุปราคา, ฯลฯ

เราสามารถศึกษาการแปรเปลี่ยนของแสงได้ โดยการทำการวัดแสง ณ เวลาต่างๆ และนำความสว่างที่สังเกตเห็น มาพล็อตกับเวลาที่สังเกตเห็นวัตถุมีค่าความสว่างนั้นๆ กราฟที่เราได้นี้เรียกว่า กราฟแสง (Light Curve) (รูป 5.2)

5.6.1 กราฟแสง (Light Curve)

กราฟแสงเป็นกราฟที่แสดงถึงการเปลี่ยนแปลงความสว่างปรากฏของวัตถุที่สังเกต เทียบกับเวลา การสร้างกราฟแสงสามารถบอกให้เราได้ว่า วัตถุที่ศึกษา มีการเปลี่ยนแปลงลำดับความสว่างปรากฏจากเท่าใดไปเท่าใด ใช้เวลานานแค่ไหนในการแปรแสง และการแปรแสงนี้มีรูปแบบที่ซ้ำกันเป็นคาบหรือไม่ และคาบนั้นใช้เวลานานเท่าใด

การศึกษากราฟแสงสามารถบอกให้เราทราบได้ถึงธรรมชาติของวัตถุที่ศึกษา เช่น รูป 5.2 แสดงถึงการแปรแสงของดาวเคราะห์น้อย ซึ่งบอกเราได้ว่าดาวเคราะห์น้อยนี้ไม่ได้มีรูปร่างสมมาตรทรงกลม แต่มีลักษณะที่ค่อนข้างรี หรือทรงกระบอก โดยดาวเคราะห์น้อยจะมีความสว่างปรากฏลดลงเมื่อหันด้านปลายเข้าหาผู้สังเกต และมีความสว่างปรากฏเพิ่มขึ้นเมื่อหันด้าน



รูปที่ 5.2: กราฟแสงของดาวเคราะห์น้อย 201 Penelope ณ วันที่ 6 ตุลาคม ค.ศ. 2006 ดาวเคราะห์น้อยนี้มีคาบอยู่ที่ประมาณ 0.16 วัน หรือ 3.7 ชั่วโมง กราฟแสงแสดงให้เห็นว่า ดาวเคราะห์น้อยนี้มีการหริ่งและสว่างขึ้นสองครั้งในหนึ่งคาบ ซึ่งบอกให้เราทราบว่า ดาวเคราะห์น้อยนี้มีรูปร่างค่อนข้างรี

ยาวให้ผู้สังเกตเห็น

กราฟแสงของดาวคู่อุปราคาอาจจะบอกเราได้ว่า ดาวคู่นี้มีคาบในการโคจรยาวเท่าใด ขนาดของดาวฤกษ์ทั้งสองดวงต่างกันแค่ไหน ไปจนถึงมุมของระนาบวงโคจร และอุณหภูมิพื้นผิวที่แตกต่างกันของดาวฤกษ์สองดวงในระบบดาวคู่

การแปรแสงของวัตถุบางชนิดอาจจะไม่ได้มีคาบการแปรแสงที่สม่ำเสมอ แต่อาจจะเกิดจากการวาวขึ้นเพียงครั้งคราวของวัตถุ เช่น การเกิด supernova แต่ว่าจากความสว่างปรากฏสูงสุดและลักษณะในการลดลงของความสว่าง อาจจะสามารบอกเราได้ถึงความสว่าง และระยะทางที่แท้จริงของวัตถุ

5.6.2 วันที่และเวลาในทางดาราศาสตร์ (Julian Date)

เนื่องจากเวลาเป็นสิ่งที่สำคัญในการทำกราฟแสง เราจึงจำเป็นต้องมีการใช้การวัดเวลาที่เป็นมาตรฐาน และตรงกันสำหรับผู้สังเกตจากทุกตำแหน่งโลก เวลาที่ใช้ในการบันทึกทางดาราศาสตร์จึงมักจะใช้เวลามาตรฐานสากล (Universal Time, UT หรือ UTC) เนื่องจากไม่ขึ้นอยู่กับ Time Zone ของผู้สังเกต

อย่างไรก็ตาม ในการทำ Differential Photometry สิ่งที่เราสนใจอาจจะไม่ใช่เวลาที่เกิด

ปรากฏการณ์ แต่เป็นช่วงระยะห่างระหว่างการเกิดปรากฏการณ์ (เช่น เวลาระหว่างการเกิด primary eclipse สองครั้งติดกันของดาวคู่อุปราคา เพื่อหาคาบการโคจร) การหาระยะเวลาระหว่าง 11:46 น. ของวันที่ 18 สิงหาคม 2556 กับ 21:39 น. ของวันที่ 14 มกราคม 2556 อาจจะเป็นเรื่องที่ซับซ้อนเกินความจำเป็น นักดาราศาสตร์จึงได้นิยามหน่วยของวันที่และเวลาขึ้นมาใหม่ โดยเรียกระบบนี้ว่า Julian Date System

Julian Date มีหน่วยเป็นวัน และสามารถเขียนอยู่ในรูปของเลขทศนิยมได้ โดยค่า Julian Date ก็คือจำนวนวัน นับตั้งแต่เที่ยงวันของวันที่ 1 มกราคม 4713 ปีก่อนคริสตกาล เช่น 00:30:00.0 น. ของวันที่ 1 มกราคม ค.ศ. 2013 จะตรงกับ $JD = 2456293.520833$

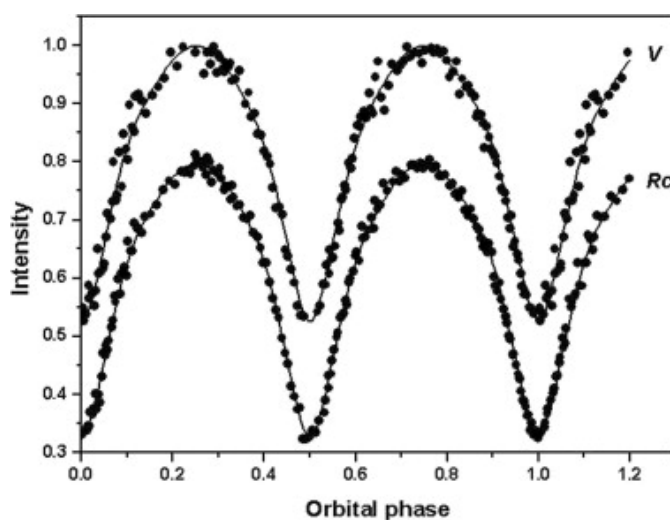
ในบางครั้ง นักดาราศาสตร์บางกลุ่มเกิดความเบื่อหน่ายที่จะเขียนตัวเลข 6 หลักทุกครั้ง จึงได้มีการคิดระบบ Modified Julian Date (MJD) ขึ้นมา โดยนิยามให้ $MJD = JD - 2400000.5$ ซึ่งหมายความว่า จริงๆ แล้ว MJD ก็เป็นเพียง JD ลบด้วยตัวเลข 2400000.5 ที่ไม่ต้องเขียนตัวเลขสองหลักหน้าทุกครั้ง นั่นเอง

นอกจากนี้ บางครั้งการนิยามเวลาในการสังเกตปรากฏการณ์นอกระบบสุริยะอาจจะเกิดความสับสนที่เกิดจากตำแหน่งของผู้สังเกต (เนื่องจากตำแหน่งที่แตกต่างกัน อาจจะสังเกตเห็นที่เวลาที่แตกต่างกัน) จึงมีการพัฒนาระบบ Heliocentric Julian Date (HJD) ขึ้นมา โดย HJD เป็นระบบที่คล้าย JD แบบปกติ แต่วิธีนิยามเวลาโดยเวลาที่สังเกตเห็นปรากฏการณ์จากศูนย์กลางของระบบสุริยะ (ดวงอาทิตย์) เนื่องจากแสงเดินทางด้วยความเร็วที่จำกัด HJD จึงมีความแตกต่างจาก JD บ้างเล็กน้อย ขึ้นอยู่กับตำแหน่งของโลกรอบดวงอาทิตย์ และทิศทางของปรากฏการณ์ที่เกิดขึ้น โดยความแตกต่างนี้ห่างกันเพียงไม่เกิน 8 นาที เท่านั้น (เวลาที่แสงเดินทางจากดวงอาทิตย์ถึงโลก)

จะเห็นได้ว่า ถึงแม้ระบบเวลาที่ใช้ในทางดาราศาสตร์อาจจะฟังดูเหมือนมีหลายระบบ และมีความซับซ้อน แต่จริงๆ แล้วความแตกต่างระหว่างระบบทั้งสามก็ไม่ได้มีความแตกต่างกันไปมากเท่าใดเลย โดยทั่วไปแล้ว เราจึงไม่จำเป็นต้องสนใจอะไรมากเกินไปกว่าว่า JD เป็นหน่วยของเวลา และมีหน่วยเป็นวัน เช่น หาก primary eclipse ของดาวคู่อุปราคาสองครั้งเกิดที่ $JD = 2456273.5$ กับ 2456273.6 เรบอกได้ว่าคาบของระบบดาวคู่นี้มีความยาวเท่ากับ 0.1 วัน ซึ่งก็คือ 2.4 ชั่วโมงนั่นเอง

Phase Diagram

หากเราวัดกราฟแสงของวัตถุที่มีการแปรแสงด้วยคาบที่สม่ำเสมอเป็นระยะเวลานาน เราจะพบว่าลักษณะของกราฟแสงเริ่มที่จะซ้ำรูปแบบเดิมทุกๆ คาบ เราสามารถหาคาบของการแปรแสงโดยการวัดระยะเวลาระหว่างลักษณะที่คล้ายกันสองชุดของกราฟแสง และหากเราตัดแบ่งกราฟแสงออกเป็นคาบ และนำทุกๆ คาบมาซ้อนกันแล้ว เราจะพบว่ากราฟแสงของวัตถุแปรแสงจะ



รูปที่ 5.3: phase diagram ของดาวแปรแสง V380 Gem ซึ่งมีคาบการแปรแสงประมาณ 0.34 วัน ในกราฟนี้ได้แสดงแกน x ในรูปของ orbital phase หรือเวลาในหน่วยของคาบการแปรแสง

เป็นเพียงรูปแบบเดิมซ้ำไปซ้ำมา ไม่จบไม่สิ้น

เนื่องจากกราฟแสงเป็นเพียงการซ้ำไปซ้ำมาของกราฟแสงในหนึ่งคาบ เราจึงสามารถศึกษาเพียงกราฟแสงในคาบการแปรแสงเพียงรอบเดียว เพื่อเป็นตัวแทนของการแปรแสงของวัตถุนี้ เราเรียกกราฟการแปรแสงในหนึ่งคาบของกราฟแสงว่า phase diagram (รูปที่ 5.3)

นอกจากนี้ หากเรานำค่าในแกน x ของ phase diagram มาเขียนเสียใหม่ แทนตัวเลข JD ที่ยุ่งยาก โดยให้ระยะเวลาหนึ่งคาบเป็น 1.0 และให้เวลาที่ 0.0 เป็นตำแหน่งที่เกิด primary minimum (ค่าความสว่างที่ต่ำที่สุดของคาบ) เราจะเรียกค่าในแกน x ในลักษณะนี้ ว่า phase

การทำ phase diagram มีประโยชน์มากในกรณีที่เราต้องการศึกษารูปร่างของการแปรแสงในหลายๆ ครั้ง เราอาจจะไม่สามารถทำการวัดแสงของวัตถุได้อย่างต่อเนื่องจนครบคาบ เช่น กล้องของเราอาจจะสามารถเห็นวัตถุโผล่พ้นขอบฟ้าได้เพียงวันละ 5 ชั่วโมง ทำให้เวลาอีก 19 ชั่วโมงไม่สามารถติดตามการแปรแสงของวัตถุได้ แต่หากเราทราบช่วงระยะเวลา 5 ชั่วโมงที่เราทำการศึกษานั้น อยู่ในช่วง phase ไหน เราก็จะสามารถนำช่วงระยะเวลา 5 ชั่วโมงของหลายๆ วัน นำมาต่อกัน จนกลายเป็น phase diagram ที่สมบูรณ์ได้ดังรูปที่ 5.3

บทที่ 6

สเปกตรัมคลื่นแม่เหล็กไฟฟ้า (Electromagnetic Spectrum)

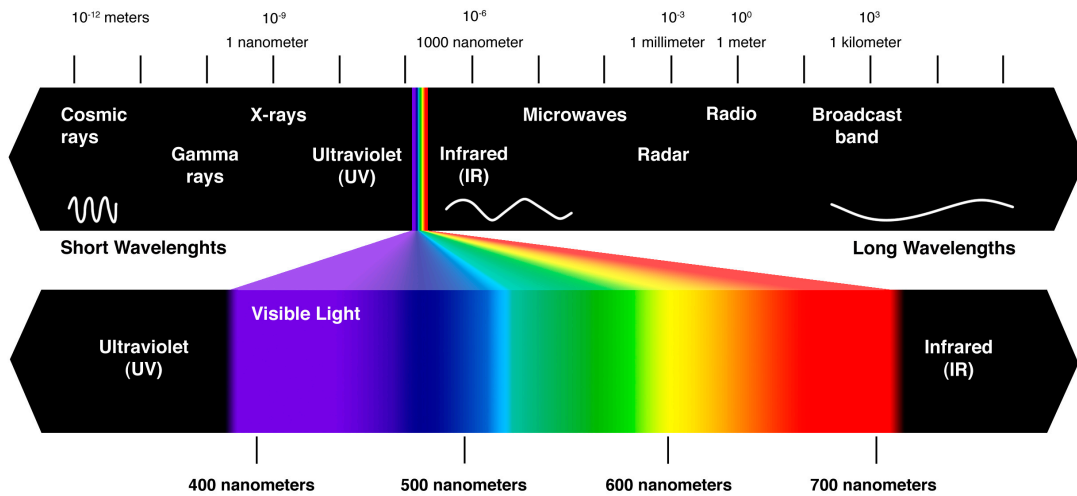
แสงอาทิตย์สีขาวที่เราเห็นกันทุกวัน จริงๆ แล้วไม่ได้ประกอบด้วยแสงเพียงสีเดียว หากเราสังเกตรุ้งกินน้ำหลังฝนตกเราก็จะพบว่าแสงสีขาวสามารถแบ่งออกเป็นแสงสีต่างๆ อีกมาก นอกจากนี้ แสงที่เราเห็นจริงๆ แล้ว เป็นเพียงเศษเสี้ยวหนึ่งของสเปกตรัมที่รวมความยาวคลื่นอื่นๆ ตั้งแต่ วิทยุ อินฟราเรด ยูวี รังสีเอ็กซ์ ไปจนถึงรังสีแกมมา ทั้งหมดนี้เป็นส่วนหนึ่งของสเปกตรัม ที่เรียกว่า สเปกตรัมคลื่นแม่เหล็กไฟฟ้า (Electromagnetic Spectrum) (รูปที่ 6.1)

มีปรากฏการณ์ในธรรมชาติมากมาย ที่ปล่อยและดูดกลืนแสง และในทุกๆ ปรากฏการณ์ จะมีการปล่อยและดูดกลืนแสงที่แต่ละช่วงความถี่ไม่เท่ากัน ในการศึกษาทางดาราศาสตร์ก็เช่นกัน เราจะพบว่า หากเราทำการสังเกตท้องฟ้าหรือวัตถุใดๆ ในคลื่นความถี่ที่ต่างไป ภาพของท้องฟ้าและวัตถุที่เราได้ ก็จะแตกต่างกันออกไปตามคลื่นความถี่ที่เราสังเกต ดังนั้นเราจึงจำเป็นต้องทำความเข้าใจในเรื่องของสเปกตรัมของแสง ก่อนที่เราจะสามารถศึกษาปรากฏการณ์ทางดาราศาสตร์ได้

6.1 ความยาวคลื่น ความถี่ และพลังงาน (Wavelength, Frequency, and Energy)

เราอาจจะทราบกันอยู่แล้วว่า แสงเคลื่อนที่ด้วยความเร็วคงที่ และแสงเคลื่อนที่ในสุญญากาศด้วยความเร็ว $c = 2.998 \times 10^8 m/s$ ด้วยความเร็วที่คงที่ของแสงนี้เอง ที่ทำให้เราใช้ความเร็วแสงในการบอกระยะทางเป็นหน่วยปีแสง (Light-year, ly) ซึ่งก็คือระยะทางที่แสงเดินทางในเวลาหนึ่งปี ($1 \text{ ly} = 9.461 \times 10^{15} m$)

เราสามารถอธิบายสีที่แตกต่างกันของแสงด้วยตัวเลข โดยเรามีวิธีอธิบาย "สี" ของแสงได้



รูปที่ 6.1: คลื่นแม่เหล็กไฟฟ้าที่ความยาวคลื่นต่างๆ ส่วนขยายแสดงแถบความถี่บริเวณที่มนุษย์สามารถมองเห็นได้

สองวิธี เราสามารถอธิบายได้ในเชิงของความยาวคลื่น (wavelength, λ) คือระยะห่างของคลื่นแสงสองลูก หรือในรูปของความถี่ (Frequency, f) คือจำนวนรอบที่คลื่นแม่เหล็กไฟฟ้าเกิดการสั่นขึ้นลงในหนึ่งวินาที ตัวเลขทั้งสองมีความสัมพันธ์กันตามสมการ

$$\lambda \times f = c \quad (6.1)$$

นอกจากนี้แสงในแต่ละความยาวคลื่น (หรือความถี่) จะมีพลังงาน โดยพลังงานของแต่ละฟोटอนของแสงจะมีค่าเท่ากับ

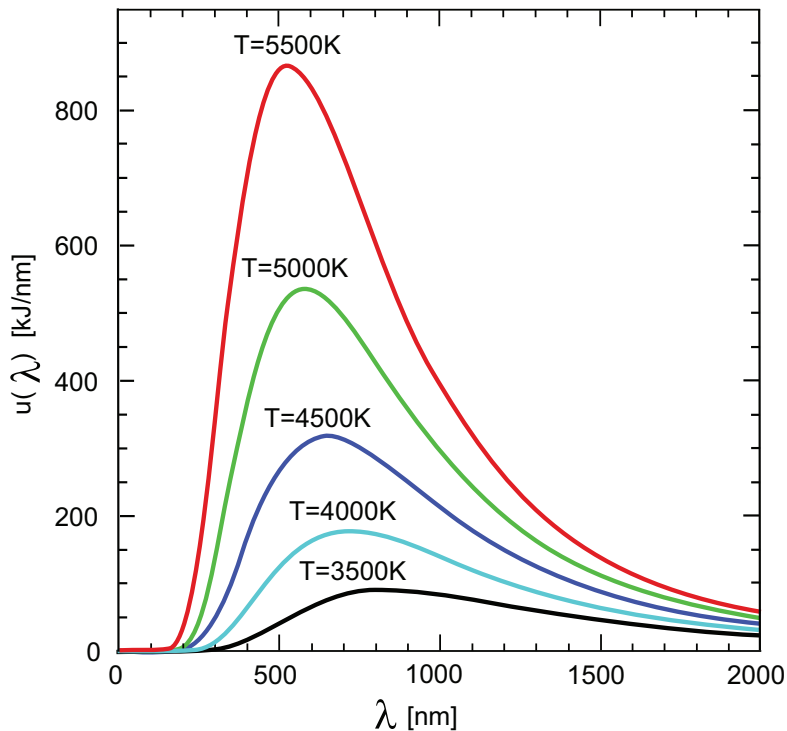
$$E = h \times f = \frac{hc}{\lambda} \quad (6.2)$$

เมื่อ $h = 6.626 \times 10^{-34} J \cdot s$, ค่าคงที่ของพลังค์ (Planck's constant)

นั่นหมายความว่า แสงที่มีความถี่สูง จะมีความยาวคลื่นสั้น และพลังงานสูง

6.2 การแผ่รังสีของวัตถุดำ (Black-body Radiation)

วัตถุเกือบทุกชนิดมีการแผ่รังสีความร้อน (Thermal Radiation) การแผ่รังสีความร้อนเกิดขึ้นจากอนุภาคของวัตถุ และจะแผ่ออกมาในทุกคลื่นความถี่ ในสัดส่วนและความเข้มที่แตกต่างกัน



รูปที่ 6.2: สเปกตรัมการแผ่รังสีของวัตถุดำที่อุณหภูมิต่างๆ

ไปตามอุณหภูมิ วัตถุต่างๆ ไปจะมีการแผ่รังสีความร้อนที่ต่างกันออกไปตามประเภทของวัตถุ แต่จะมีลักษณะการแผ่รังสีความร้อนที่ใกล้เคียงกับวัตถุดำในอุดมคติ (Black body) ในบางครั้งเราจึงประมาณการแผ่รังสีความร้อนโดยคร่าวๆ ว่า การแผ่รังสีของวัตถุดำ (Black-body Radiation)

สเปกตรัมการแผ่รังสีของวัตถุดำในอุดมคติ ไม่ขึ้นอยู่กับคุณสมบัติใดๆ ทั้งสิ้นของวัตถุ แต่ขึ้นอยู่กับเพียงอุณหภูมิของวัตถุเท่านั้น โดยเราสามารถอธิบายการแผ่รังสีของวัตถุดำได้ด้วยกฎสองข้อ คือกฎของสเตฟาน-โบลทซ์มานน์ (Stefan-Boltzmann law) และกฎของวีน (Wien's law)

6.2.1 กฎของสเตฟาน-โบลทซ์มานน์ (Stefan-Boltzmann Law)

กฎของสเตฟาน-โบลทซ์มานน์ (Stefan-Boltzmann law) กล่าวเอาไว้ว่า พื้นผิวของวัตถุดำที่ร้อนกว่า จะปล่อยแสงออกมามากขึ้นในทุกๆ ความยาวคลื่น นั่นหมายความว่า วัตถุที่อุณหภูมิ 10,000 K จะปล่อยแสงออกมามากกว่าวัตถุที่อุณหภูมิ 3,000 K ในทุกๆ ความยาวคลื่น หรือดาวที่อุณหภูมิสูงกว่า จะปล่อยแสงออกมามากกว่าทั้งในแสง UV และแสงอินฟราเรด

จากรูปที่ 6.2 เราจะเห็นได้ว่า หากเราลากเส้นในแนวตั้ง (เส้นที่ความยาวคลื่นคงที่) ไม่ว่าที่ความยาวคลื่นใด เราจะพบว่าเราจะได้ความเข้มของแสงสูงขึ้นหากอุณหภูมิเพิ่มขึ้น

นอกจากนี้ กฎของสเตฟาน-โบลทซ์มานน์ยังสามารถเขียนอยู่ในรูปของสมการได้ ดังนี้

$$I = \sigma T^4$$

เมื่อ $\sigma = 5.670 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$ คือค่าคงที่ของสเตฟาน-โบลทซ์มานน์

ด้านซ้ายของสมการ (I) คือพลังงานแสงทั้งหมดที่ปลดปล่อยออกมาในทุกช่วงคลื่นต่อหนึ่งหน่วยพื้นที่ สำหรับดาวฤกษ์ เราสามารถอธิบายพลังงานทั้งหมดที่ดาวฤกษ์ปลดปล่อยออกมาได้ในรูปของ กำลังส่องสว่าง (Luminosity) (บทที่ 5.1) บนพื้นผิวของดาว เนื่องจากเราสามารถสมมติว่าดาวเป็นทรงกลมและแผ่พลังงานออกมาเท่ากันบนพื้นผิวของทรงกลม เราจะได้ว่า $I = \frac{L}{4\pi R^2}$ ซึ่งทำให้เราสามารถเขียนกฎของสเตฟาน-โบลทซ์มานน์สำหรับวัตถุทรงกลม (เช่น ดาวฤกษ์) ใหม่ได้เป็น

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad (6.3)$$

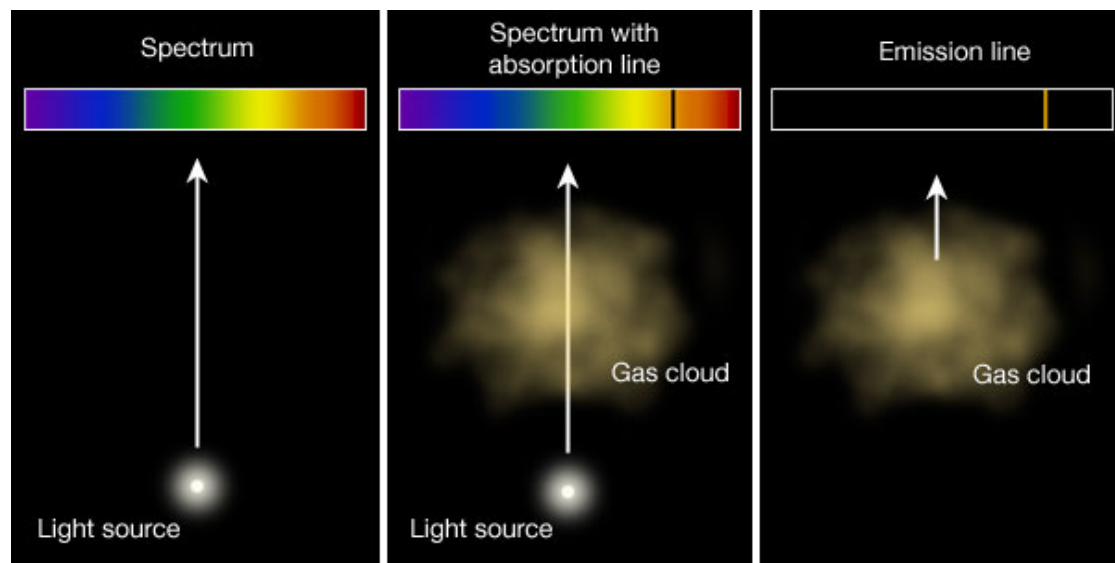
6.2.2 กฎของวิน (Wien's law)

กฎของวิน (Wien's law) กล่าวว่า วัตถุที่ร้อนกว่า จะปล่อยโฟตอนที่มีพลังงานเฉลี่ยสูงกว่า (ความยาวคลื่นสั้นกว่า) เนื่องจากกฎข้อที่หนึ่งกล่าวว่า วัตถุที่ร้อนกว่าจะปล่อยพลังงานออกมามากกว่าในทุกความยาวคลื่น กฎของวินจึงพูดถึงความยาวคลื่นที่มีความเข้มสูงที่สุด (peak intensity) เช่น เหล็กที่อุณหภูมิ 3000 K มี peak intensity อยู่ในช่วงอินฟราเรด เป็นเหตุผลว่าทำไมเราจึงรู้สึกร้อน และแสงที่ปล่อยออกมาจึงมีลักษณะที่ออกเป็นสีแดง ในขณะที่วัตถุที่อุณหภูมิ 6000 K มี peak intensity อยู่ในช่วงแสงที่มองเห็นได้ เราจึงเห็นสว่างออกมาเป็นสีขาว

จากรูปที่ 6.2 เราจะเห็นได้ว่า เมื่อเราเพิ่มอุณหภูมิ ตำแหน่งของ peak intensity จะค่อยๆ เลื่อนไปสู่ส่วนที่ความยาวคลื่นสั้นลง กฎของวินสามารถเขียนในรูปของสมการได้เป็น

$$\lambda_{max} \approx \frac{2,900,000}{T \text{ (Kelvin scale)}} \text{ nm} \quad (6.4)$$

จากกฎของวิน เราจะพบว่าดวงอาทิตย์มีอุณหภูมิพื้นผิว 5800 K จะมี peak intensity อยู่ที่ประมาณ 500 nm ซึ่งอยู่ในช่วงความยาวคลื่นสีเขียว เราอาจจะคิดว่าดวงอาทิตย์ควรมีสีเขียว แต่หากเราพิจารณาจากรูปที่ 6.2 แล้ว เราจะพบว่า สเปกตรัมของดวงอาทิตย์นั้น นอกจากแสงสี



รูปที่ 6.3: ภาพแสดงการเกิดแสงประเภทต่างๆ (ซ้าย) แสงจากการปล่อยรังสีของวัตถุดำจะมีแถบสเปกตรัมอย่างต่อเนื่อง (กลาง) แก๊สเย็นที่อยู่ข้างหน้าแหล่งกำเนิดแสงจะสามารถดูดกลืนแสงในบางความถี่ได้ เป็นแถบ Absorption Line (ขวา) แก๊สร้อนจะแผ่รังสีออกมาเป็น Emission Line

เขียนแล้วยังจำเป็นที่จะต้องมีส่วนของแสงสีแดงและสีน้ำเงินเข้ามาด้วยอย่างเลียงไม่ได้ นี่เป็นเหตุผลว่าทำไมดวงอาทิตย์เวลาเที่ยงวันของเราจึงมีสีขาว และเป็นเหตุผลว่าทำไมเราจึงมีดาวสีแดง ดาวสีน้ำเงิน แต่ไม่สามารถมีดาวสีเขียวได้

6.3 แถบการดูดกลืนและการเปล่งแสง (Absorption & Emission Line)

จากที่ได้กล่าวเอาไว้ขั้นต้นว่า เฉพาะวัตถุดำในอุดมคติเท่านั้น ที่มีการแผ่รังสีแบบความร้อนเป็นแบบการแผ่รังสีของวัตถุดำ เราอาจจะพบว่าวัตถุต่างๆ มากมายในโลกที่ไม่ได้มีสีแปรผันตามกับอุณหภูมิ ทั้งนี้ก็เป็นเพราะ นอกจากการแผ่รังสีแบบวัตถุดำแล้ว วัตถุหลายๆ ชนิดยังสามารถมีการดูดกลืนและเปล่งแสงที่เฉพาะเจาะจงในบางความถี่ของคลื่นแสงอีกด้วย

6.3.1 การเปล่งแสง (Emission)

ในกลุ่มก้อนก๊าซใดๆ ก็ตาม จะเกิดการชนกันของอะตอมภายในกลุ่มก้อนก๊าซนั้นอย่างต่อเนื่อง ในบางครั้งการชนกันก็มีพลังงานเพียงพอที่จะทำให้อิเล็กตรอนในระดับชั้นพลังงานหนึ่งก้าวข้าม

ขึ้นไปอีกระดับชั้นพลังงานที่สูงกว่า

อิเล็กตรอนสามารถอยู่ในระดับชั้นพลังงานที่สูงกว่าได้ไม่นาน ไม่ช้าอิเล็กตรอนในอะตอมก็ต้องลดระดับลงมา เมื่ออิเล็กตรอนลดระดับลงมา ก็จะมีการปลดปล่อยพลังงานออกมาในรูปของโฟตอน หรือแสง และพลังงานของแสงนั้นก็สอดคล้องกับระดับความแตกต่างพลังงานของอิเล็กตรอนที่ลดระดับลงมา และพลังงานนี้จะอยู่ในรูปของความยาวคลื่นของแสง จากสมการ (6.2)

เนื่องจากอิเล็กตรอนไม่สามารถอยู่ที่ระดับใดก็ได้ในอะตอม แต่สามารถอยู่ได้เฉพาะในระดับพลังงานบางส่วนเท่านั้น เพราะเหตุผลนี้ ทำให้ emission spectrum ที่ได้มีลักษณะไม่ต่อเนื่อง แต่เป็นแถบสีเฉพาะบางความยาวคลื่น (รูปที่ 6.3 รูปขวา) เราเรียกแถบสีเหล่านี้ว่า แถบการเปล่งแสง (Emission Line)

6.3.2 การดูดกลืนแสง (Absorption)

เมื่อเราฉายแสงที่มีสเปกตรัมอย่างต่อเนื่อง ผ่านก๊าซเย็นชนิดหนึ่ง เราจะพบว่าแสงในช่วงความยาวคลื่นมีการสูญหายไป เราเรียกปรากฏการณ์นี้ว่า การดูดกลืนแสง (Absorption) และเรียกสเปกตรัมที่หายไปบางช่วงคลื่นนี้ว่า แถบการดูดกลืนแสง (Absorption Line)

การดูดกลืนแสงเป็นกระบวนการเกี่ยวกับการเปล่งแสง เพียงแต่เกิดขึ้นสวนทางกัน กล่าวคือ อิเล็กตรอนที่อยู่ในระดับพลังงานที่ต่ำ ได้รับพลังงานในรูปของแสงที่มีความยาวคลื่นค่าหนึ่ง จึงเลื่อนระดับขึ้นไปยังพลังงานที่สูงขึ้น เนื่องจากระดับพลังงานของอิเล็กตรอนนั้นไม่ได้มีระดับอย่างต่อเนื่อง การดูดกลืนของแสงจึงเกิดขึ้นเพียงเฉพาะบริเวณที่ความยาวคลื่นของแสง ตรงกับพลังงานที่อิเล็กตรอนต้องใช้ในการข้ามระดับพลังงานเท่านั้น

หากเราฉายแสงที่มีสเปกตรัมอย่างต่อเนื่อง ผ่านก๊าซที่มีการดูดกลืนแสง เราจะพบว่าสเปกตรัมที่ผ่านออกมา จะเป็นสเปกตรัมต่อเนื่อง ที่มีแถบสีหายไปบางส่วน โดยความยาวคลื่นในแถบสีเหล่านี้จะตรงกับความยาวคลื่นในแถบ Emission Line พอดี

เนื่องจากแถบการดูดกลืนและเปล่งแสงเป็นลักษณะเฉพาะประจำระดับพลังงานอิเล็กตรอน ซึ่งเป็นลักษณะเฉพาะของแต่ละธาตุ แถบสเปกตรัมของธาตุหนึ่งย่อมเหมือนกันสำหรับธาตุนั้นในทุกๆ ที่ ตัวอย่างหนึ่งคือ ธาตุฮีเลียม (He) ซึ่งถูกค้นพบขึ้นครั้งแรกบนดวงอาทิตย์จากการสังเกตเห็นเส้นสเปกตรัมของธาตุใหม่ซึ่งยังไม่สามารถค้นพบบนโลกได้ในเวลานั้นโดยนักดาราศาสตร์ชาวฝรั่งเศส Jules Jansen จึงตั้งชื่อว่าธาตุฮีเลียม จากชื่อเทพแห่งดวงอาทิตย์ในตำนานกรีก Helios นอกจากนี้ การศึกษาแถบการดูดกลืนแสงของชั้นบรรยากาศของดาวฤกษ์และดาวเคราะห์ต่างๆ ทำให้นักดาราศาสตร์สามารถศึกษาถึงองค์ประกอบของชั้นบรรยากาศของดาวเคราะห์และดาวฤกษ์ที่อยู่ไกลออกไปได้

6.3.3 การกระเจิงของแสง (Scattering)

อีกปรากฏการณ์หนึ่งที่ส่งผลต่อแสงแต่ละสีไม่เท่ากันก็คือ ปรากฏการณ์กระเจิงของแสง การกระเจิงของแสงเป็นปรากฏการณ์ที่ทำให้ท้องฟ้าเป็นสีฟ้า และดวงอาทิตย์ตอนใกล้ขอบฟ้าเป็นสีแดง ที่เป็นเช่นนั้นเป็นเพราะว่า แสงในทุกความถี่มีอัตราการกระเจิงที่ไม่เท่ากัน โดยแสงที่มีความถี่สูง (แสงสีฟ้า) จะมีอัตราการกระเจิงที่สูงกว่า บนท้องฟ้าจึงมีแสงสีฟ้ามากกว่า ท้องฟ้าจะเป็นสีฟ้า เช่นเดียวกัน ดวงอาทิตย์บริเวณขอบฟ้าผ่านชั้นบรรยากาศที่หนากว่า หมายความว่า สเปกตรัมแสงสีฟ้าได้กระเจิงไปเกือบหมดแล้ว จึงเหลือแต่แสงสีแดงให้เราเห็นเป็นแสงสนธยา

ในลักษณะเดียวกับแสงสนธยา ในบางครั้งมีก๊าซจำนวนมากอยู่ระหว่างผู้สังเกตกับดาวที่กำลังสังเกต การกระเจิงของแสงนี้ทำให้แสงสีฟ้ามีความเข้มลดลงในอัตราที่มากกว่าแสงสีแดง เป็นผลทำให้ดาวที่สังเกตมีลักษณะแดงกว่าความเป็นจริง เราเรียกปรากฏการณ์นี้ว่า *Interstellar Reddening*

6.3.4 การเลื่อนทางแดง (Redshift)

บนโลก เราทราบว่าเมื่อวัตถุซึ่งเป็นต้นกำเนิดของเสียงเกิดการเคลื่อนที่เมื่อเทียบกับผู้สังเกต ความถี่ของเสียงที่ผู้สังเกตได้ยินจะเปลี่ยนไปตามทิศทางและความเร็วของแหล่งกำเนิด ผู้สังเกตที่ได้ยินเสียงรถกำลังวิ่งเข้ามาหาจะได้ยินเสียงในความถี่ที่สูงขึ้น และลดต่ำลงเมื่อรถกำลังวิ่งห่างออกไป เราเรียกปรากฏการณ์นี้ว่าปรากฏการณ์ดอปเพลอร์ (Doppler Effect)

ในลักษณะเดียวกัน แสงก็มีการเลื่อนของความยาวคลื่นของแสงในลักษณะเดียวกัน¹ โดยแหล่งกำเนิดแสงที่วิ่งเข้ามาหาจะมีการเลื่อนของความยาวคลื่นที่สั้นลง ซึ่งเทียบเท่ากับการเลื่อนของสเปกตรัมแสงไปสู่ทิศของสีฟ้า เราเรียกว่าแสงของวัตถุเกิดการ “เลื่อนทางฟ้า” (Blueshift) และวัตถุที่วิ่งออกไปจะมีการเลื่อนของความยาวคลื่นที่ยาวขึ้น เราเรียกว่าแสงของวัตถุเกิดการ “เลื่อนทางแดง” (Redshift)

เราสามารถแยก redshift ออกจาก *Interstellar Reddening* ที่กล่าวไว้เบื้องต้นได้ จากแถบสเปกตรัม ถึงแม้ว่าการกระเจิงของแสงจะทำให้วัตถุสีค่อนข้างแดงได้ เช่นเดียวกับ redshift แต่ว่ากระบวนการที่เกิด redshift มีลักษณะทำให้แสงทั้งสเปกตรัมเลื่อนไปในทางสีแดง ต่างกับกระบวนการ scattering ที่ทำให้แสงสีฟ้าหรือสีในอัตราที่สูงกว่าสีแดง

กล่าวคือ หากเราสังเกตสเปกตรัม (spectrum) ของวัตถุหนึ่งในห้องปฏิบัติการ และเราสังเกตวัตถุนี้อีกครั้งโดยผ่านฉากร์ทำให้เกิด scattering เราจะเห็นสเปกตรัมของวัตถุนี้เปลี่ยนไป

¹ในชีวิตประจำวัน เราไม่สามารถสังเกตเห็นวัตถุเปลี่ยนสีได้ เนื่องจากความเร็วที่ต้องใช้ในการเปลี่ยนสีที่สามารถสังเกตได้ด้วยตา ต้องใช้ความเร็วที่สูงเกินกว่าที่ในชีวิตประจำวันจะเจอ

โดยแสงสีฟ้าจะหักลงไปมากกว่าแสงสีแดง ในขณะที่เส้น emission & absorption lines จะยังคงอยู่ที่เดิม แต่หากเราสังเกตวัตถุนี้ขณะที่เกิด redshift (กำลังวิ่งออกไป) เราจะพบว่าสเปกตรัมทั้งหมดของวัตถุนี้ยังคงเดิม แต่เพียงแต่ว่าเลื่อนตำแหน่งไปโดยทุกจุดของสเปกตรัมมีความยาวคลื่นที่ยาวขึ้นเท่านั้นเอง รวมทั้งเส้น emission & absorption lines ที่เลื่อนออกไปทางแดงด้วย

เราเรียกค่าการเลื่อนทางแดงของแสงว่าค่า redshift โดยใช้สัญลักษณ์ z ค่า $z = 0$ มีความหมายว่าวัตถุไม่มีการเลื่อนทางแดง และมีความมากขึ้นเมื่อมีการเลื่อนทางแดงที่เพิ่มขึ้น จากสมการ

$$z = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_{emit}}{\lambda_{emit}}$$

เนื่องจากว่ากระบวนการ redshift เป็นการเลื่อนของสเปกตรัมแสงทั้งสเปกตรัม นั้นหมายความว่าหากเราสังเกตเห็นเส้น emission line ที่มีลักษณะเหมือนกับ emission line ของ Hydrogen บนวัตถุหนึ่ง เพียงแต่ว่าเส้น emission line ทุกเส้นมีความยาวคลื่นที่เพิ่มขึ้นในลักษณะเดียวกัน เราสามารถบอกได้ว่าเส้น emission line เหล่านั้นก็คือธาตุ Hydrogen ที่มีการเปล่งแสงด้วยความยาวคลื่น λ_{emit} แต่เกิดการ redshift ไปจนความยาวคลื่นเปลี่ยนไปเป็น λ_{obs} เราจึงสามารถหา redshift ได้ง่ายด้ายจากการหาเส้นสเปกตรัมของธาตุที่เรารู้จักบนโลก และเทียบกับเส้นนั้นกับที่สังเกตเห็นบนวัตถุ

ประโยชน์ที่สำคัญที่สุดของการวัดค่า z ก็คือความสามารถหาความเร็วของวัตถุได้ เราพบว่าที่ค่า z ต่ำๆ (วัตถุมีความเร็วค่อย เมื่อเทียบกับความเร็วแสง) เราสามารถหาความเร็วของวัตถุได้จากสมการ

$$z \approx \frac{v}{c}$$

ทั้งนี้ ความเร็ว v ที่หาได้จากการคำนวณ redshift เป็นเพียงความเร็วในทิศทางเดียวกับเส้นสายตาเท่านั้น

Redshift มีค่าเกินหนึ่งได้หรือไม่?

จากสมการ $z \approx \frac{v}{c}$ ซึ่งดูเหมือนจะบอกว่าหาก $z > 1$ วัตถุนั้นจะต้องมีความเร็วมากกว่าแสง ทั้งนี้ สมการ $z \approx \frac{v}{c}$ นั้นเป็นเพียงการประมาณค่าในกรณีที่ $v \ll c$ เท่านั้น

ในกรณีที่ v มีค่ามาก สมการที่ถูกต้องจะเป็น $1 + z = \frac{\sqrt{1 + \frac{v}{c}}}{\sqrt{1 - \frac{v}{c}}}$ ซึ่งเราจะพบว่า z สามารถมีค่าเกินหนึ่งได้ ที่ $v > 0.6c$ เพียงเท่านั้น นอกจากนี้ ยังมีปรากฏการณ์อื่นอีกที่ทำให้เกิด redshift เช่น cosmological redshift ซึ่งไม่เกี่ยวกับการเคลื่อนที่ของแหล่งกำเนิดแสง

การหา redshift มีประโยชน์อย่างมากกับวงการดาราศาสตร์ เช่น ทำให้เราสามารถคำนวณหาความเร็วของดาวฤกษ์ในแนวเส้นสายตา (ซึ่งนับว่าง่ายกว่าการคำนวณ proper motion มาก) สามารถคำนวณอัตราการหมุนของวงแหวนดาวเสาร์ สามารถคำนวณอัตราการหมุนของวงแหวนกาแล็กซีเทียบกับระยะทางจากศูนย์กลาง (ซึ่งนำไปสู่การค้นพบสสารมืด) ค้นพบว่ากาแล็กซีที่ไกลจากทางช้างเผือกทุกกาแล็กซีมีการเลื่อนทางแดง ในอัตราการเลื่อนทางแดงที่แปรผันตรงกับระยะทาง (ซึ่งนำไปสู่การค้นพบว่าเอกภพมีการขยายตัวอยู่) และการค้นพบว่าการขยายตัวของเอกภพมีการขยายแบบมีความเร่งในภายหลัง (ซึ่งนำไปสู่การค้นพบพลังงานมืด)

6.4 สเปกโตรสโคปี (Spectroscopy)

การศึกษาและแปลความหมายของสเปกตรัม เรียกว่า สเปกโตรสโคปี (Spectroscopy) เครื่องมือทางดาราศาสตร์ที่ออกแบบมาเพื่อการศึกษาสเปกตรัมของวัตถุท้องฟ้า เรียกว่าเครื่องสเปกโตรกราฟ (Spectrograph) เครื่อง spectrograph มีการทำงานเหมือนกับ CCD ปรกติ (เครื่องสเปกโตรกราฟบางเครื่องใช้ CCD ประเภทเดียวกับ CCD ปรกติ) แต่ต่างกันตรงที่ แสงที่จะตกลงบน spectrograph จะมีการผ่าน diffraction grating เสียก่อน

แสงที่ผ่าน diffraction grating จะมีการหักเหและเบี่ยงเบนออกเป็นมุมกว้าง ตามความถี่ของแสง แสงที่หักเหและเบี่ยงเบนนี้ตกลงบน CCD และเปลี่ยนไปเป็นสัญญาณ เราสามารถคำนวณความถี่ของแสงที่ตกลงในแต่ละ pixel ของ CCD ได้จากจำนวน pixel บน CCD

เช่นเดียวกับการ calibrate ความเข้มของแสงที่ตกลงบน CCD ในการทำ photometry เราสามารถ calibrate ระหว่างตำแหน่ง pixel บน CCD กับความถี่บน spectrograph ได้ จากการเทียบกับแถบแสงที่เราทราบความยาวคลื่น เช่น แถบ emission line ของหลอดนีออนบนพื้นโลก จากนั้นเราจึงสามารถนำไปคำนวณและเปลี่ยนตำแหน่ง pixel เป็นความยาวคลื่นของ spectrograph ที่วัดได้

เนื่องจากแสงที่ผ่าน spectrograph มีการกระจายออกตามความยาวคลื่น แสงที่ได้รับจึงมีความเข้มน้อยกว่าเดิมมาก ปัญหาที่เกิดขึ้นก็คือ ในการจะถ่ายภาพ spectrum ให้ได้แสงที่เข้มมากพอ และ spectral resolution ที่ดีพอ (การจะได้ spectral resolution ที่ดี ย่อมหมายถึงการกระจายความถี่เป็นมุมที่กว้างขึ้น ทำให้แสงที่ตกลงบนหนึ่ง Pixel บน CCD ย่อมที่จะน้อยลงไปตามลำดับ) ย่อมหมายถึงระยะเวลาเปิดหน้ากล้องที่ยาวยิ่งขึ้น

6.5 Filter ทางดาราศาสตร์ (Astronomical Filter)

Spectroscopy ทำให้เราสามารถศึกษา spectrum อย่างละเอียดของวัตถุท้องฟ้าได้ อย่างไรก็ตาม การทำ spectroscopy ในหลายๆ กรณีก็มีข้อจำกัด เช่น ระยะเวลารับแสงที่เพิ่มขึ้น และมีมิติของภาพที่ลดลง เนื่องจากทิศทางหนึ่งของ CCD ถูกนำไปใช้ในการศึกษาแสงที่มีความถี่ต่างๆ

อย่างไรก็ตาม เราสามารถทำการศึกษาการเปลี่ยนแปลงสเปกตรัมของแสงได้ โดยการใช้ประโยชน์จากการแผ่รังสีของดาวซึ่งมีลักษณะคล้ายกับวัตถุดำ และการใช้ฟิลเตอร์ทางดาราศาสตร์ประกอบ

จากรูปที่ 6.2 เราเห็นได้ว่า หากเราเลือกสังเกตที่ความยาวคลื่นที่ต่างกันสองความยาวคลื่น เราสามารถหาอัตราส่วนของความเข้มของแสงที่ความยาวคลื่นที่ต่างกัน และอัตราส่วนนั้นจะสะท้อนถึงอุณหภูมิของวัตถุเพียงอุณหภูมิเดียว นั่นคือ เราไม่จำเป็นต้องทำการศึกษาสเปกตรัมทั้งหมดของดาวฤกษ์ เพียงเพื่อจะหาอุณหภูมิของพื้นผิว เราเพียงแต่ต้องการศึกษาความเข้มของแสงในช่วงความยาวคลื่นที่ต่างสองภาพเท่านั้นเอง

Filter หรือตัวกรองแสงคืออุปกรณ์ที่กั้นไม่ให้แสงผ่านยกเว้นแต่บางช่วงความยาวคลื่น เช่น กระจกแซ่แก้วสีแดงกั้นแสงสีฟ้าและสีม่วงส่วนมาก แต่ปล่อยให้แสงสีแดงผ่านได้ เป็นเหตุให้เราเห็นทุกอย่างเป็นสีแดงผ่านกระจกแซ่แก้วแดง filter ก็มีลักษณะที่คล้ายกัน แต่ filter ทางดาราศาสตร์มักจะมีความยาวคลื่นที่ปล่อยให้ผ่านได้แคบกว่า และมีช่วงแสงที่แม่นยำกว่า

6.5.1 UBVRI Filters

ระบบ Filter ที่นักดาราศาสตร์ใช้กันมากที่สุดในช่วงคลื่นความถี่ของแสงที่ตาเห็นคือระบบ UBVRI filters โดยมีรายละเอียดดังนี้

- U - ย่อมาจาก “Ultraviolet” เป็น filter ที่กั้นไปในช่วง UV ทำให้แสงบางส่วนถูกบดบังไปโดยชั้นบรรยากาศ และอาจแปรผันตามความสูงจากระดับน้ำทะเล มีช่วงความยาวคลื่นอยู่ที่ 365 nm
- B - ย่อมาจาก “Blue” เป็น filter ที่อยู่ในช่วงแสงสีฟ้า ความยาวคลื่นอยู่ที่ 445 nm
- V - ย่อมาจาก “Visual” เป็น filter ที่ปล่อยให้แสงในช่วงกึ่งกลางแสงที่ตามองเห็นผ่าน อยู่ที่ความยาวคลื่น 551 nm
- R - ย่อมาจาก “Red” อยู่ในช่วงแสงสีแดง ที่ความยาวคลื่น 658 nm

- I - ย่อมาจาก “Infrared” อยู่ในช่วง Infrared ที่ความยาวคลื่น 806 nm

Color Index

จากที่กล่าวไปแล้วว่า เราสามารถหาอุณหภูมิพื้นผิวของวัตถุได้ จากการศึกษาค่า “สี” ของ black-body spectrum เราจึงสามารถคำนวณอุณหภูมิพื้นผิวได้ จากการเปรียบเทียบความเข้มของแสงที่ส่องความยาวคลื่น แต่เนื่องจากนักดาราศาสตร์ส่วนมากทำการศึกษาอุณหภูมิโดยใช้ filter ระบบ UBVR² เช่นเดียวกัน นักดาราศาสตร์จึงนิยาม “สี” ของดาว (ซึ่งสะท้อนถึงอุณหภูมิ) ด้วยผลต่างของ apparent magnitude ระหว่างสอง filter ได้แก่ B-V, U-B, V-R, R-I เราเรียกผลต่างนี้ว่า Color Index

แต่ละค่าของ Color Index ในแต่ละคู่จะสะท้อนถึง “สี” ของดาว², อุณหภูมิ และ spectral class เช่น B-V color=0.3 สอดคล้องกับดาวที่มี spectral class F0V เทียบเท่าอุณหภูมิพื้นผิว 7,300 K สามารถอ่านเพิ่มเติมเกี่ยวกับ spectral class และ color index ได้ในบทที่ 7.1

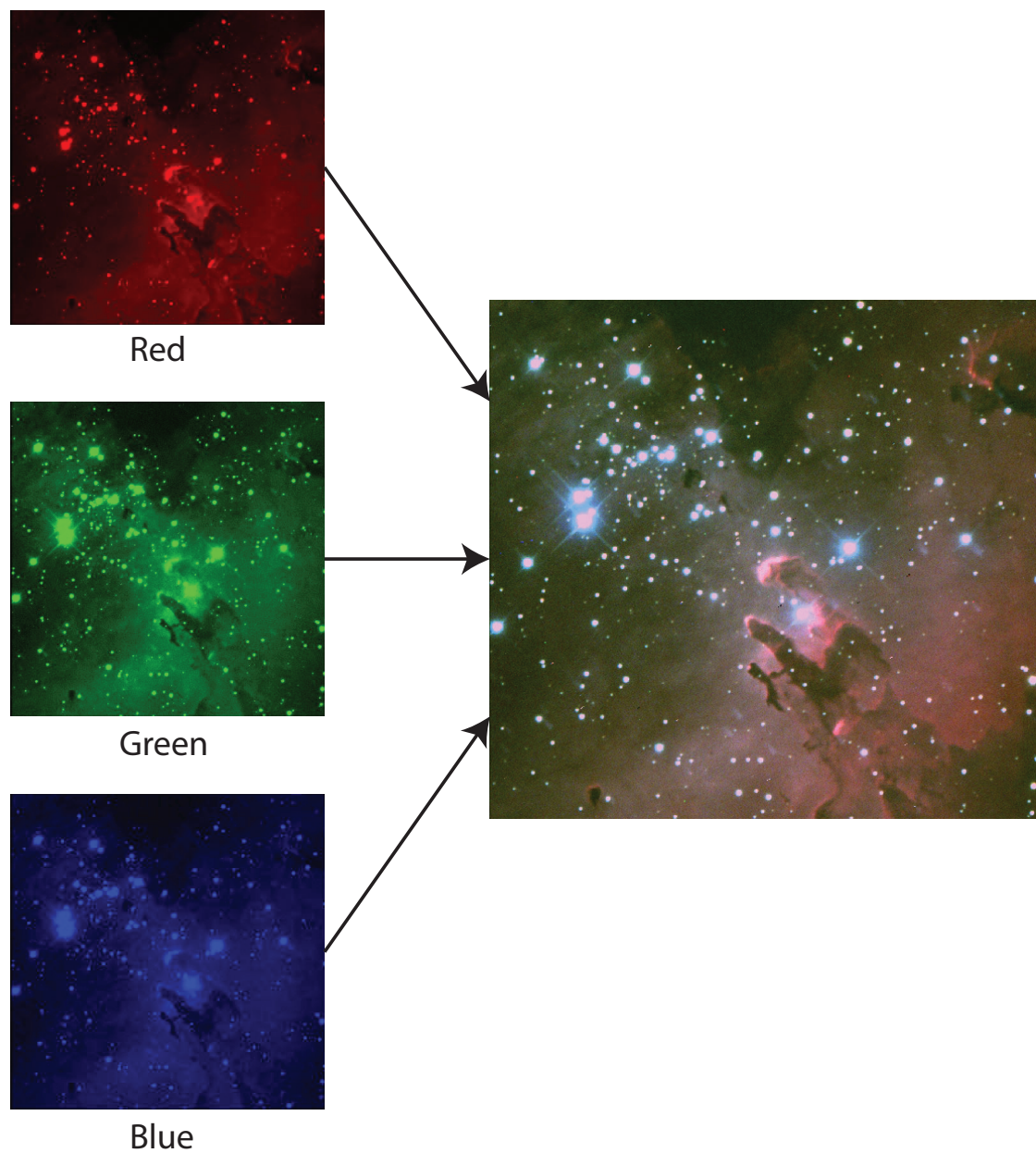
6.5.2 LRGB Filters

ระบบ LRGB Filters เป็นระบบที่ออกมาสำหรับการถ่ายภาพทางดาราศาสตร์ และไม่นิยมใช้ในการทำงานวิจัยอย่างจริงจัง LRGB ย่อมาจาก LUM, Red, Green, Blue

ในการทำภาพสีทางดาราศาสตร์ เรามักจะรวมภาพที่ได้ได้ในช่วงคลื่นสีแดง เขียว และน้ำเงินเข้าด้วยกัน เพื่อจำลองแม่สีของแสงและสีที่เรตินาในดวงตาของมนุษย์เห็น โดย Red, Green, Blue Filters นี้ อาจจะมีช่วงความยาวคลื่นที่ใกล้เคียงกับ filter B, V, และ R ในระบบ UBVR² แต่ว่า Red, Green, และ Blue นี้ถูกสร้างมาเพื่อการถ่ายภาพ จึงมีช่วงความกว้างของความยาวคลื่นที่ปล่อยให้แสงลอดผ่าน (bandwidth) ที่กว้างกว่า เพื่อให้สามารถถ่ายภาพด้วยเวลาเปิดหน้ากล้องที่สั้นกว่า ด้วยเหตุนี้ LRGB filters จึงมักจะไม่สามารถนำไปใช้ทำงานวิจัยได้

ส่วนของ LUM Filter นั้น ย่อมาจาก Luminance นั่นคือ Filter ที่ปล่อยให้แสงเข้ามาได้มากที่สุด เหมาะกับการทำงานที่ไม่ต้องการความแม่นยำในการวัด Photometry และในบางครั้งการรวมภาพ RGB เพื่อทำภาพสี การรวมภาพจาก Lum filter เข้าไปด้วยจะทำให้ภาพที่ได้มี contrast และความสว่างที่เข้มกว่า

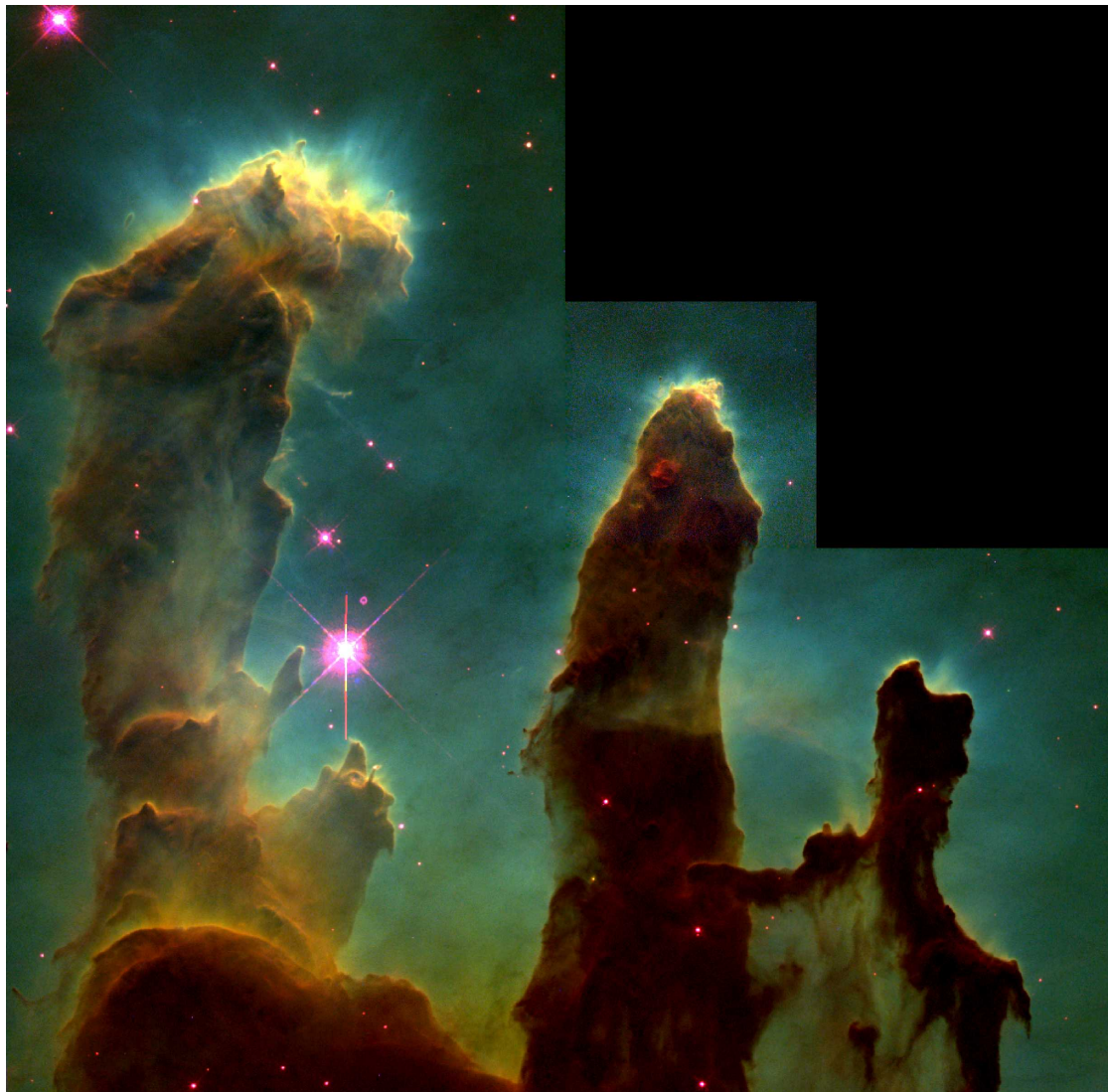
²ทั้งนี้ Color Index สำหรับดาวที่อยู่ห่างออกไปอาจจะได้รับผลกระทบจาก Interstellar Reddening และปรากฏเป็นสีที่ “แดง” กว่าความเป็นจริง



รูปที่ 6.4: การรวมภาพที่ถ่ายจาก RGB filters เพื่อให้ได้ภาพสี ภาพทั้งสามถ่ายโดยกล้อง PROMPT จากหอดูดาว CTIO ในประเทศชิลี

6.5.3 filter ประเภทอื่นๆ

ในบางครั้งเราอาจจะสนใจที่จะทำการศึกษาโดยใช้ filter ที่กรองแสงประเภทอื่นเป็นพิเศษ เช่น ในการศึกษาดวงอาทิตย์จำเป็นต้องใช้ Solar Filter เพื่อป้องกันไม่ให้อุปกรณ์ได้รับการเสียหาย, H- α Filter เพื่อศึกษาเฉพาะแสงที่ออกมาจากธาตุ Hydrogen, Oxygen-III Filter เพื่อดูแสงจาก ออกซิเจนในเนบิวลา, Polarizing Filter เพื่อศึกษา polarization ของแสงผ่านกลุ่มก๊าซ, ฯลฯ เช่น ภาพถ่ายจาก HST (รูปที่ 6.5) ใช้ filter เพื่อแสดงถึงบริเวณที่มีธาตุ ไฮโดรเจน (H), กำมะถัน (S⁺) และ ออกซิเจน (O²⁺)



รูปที่ 6.5: ภาพถ่ายบริเวณ “Pillars of Creation” จาก Eagle Nebula แสดง false colour image ที่ถ่ายโดย filter ที่กรองเฉพาะแสงที่มาจากธาตุ Hydrogen (สีเขียว), Singly Ionized Sulfur (แดง), Double-Ionized Oxygen (ฟ้า) ภาพโดย Hubble Heritage Team

บทที่ 7

วิวัฒนาการชีวิตของดาวฤกษ์ (Stellar Evolution)

ดาวฤกษ์ประกอบด้วยกลุ่มก้อนก๊าซขนาดยักษ์ ที่อยู่ระหว่างการต่อสู้กันอย่างดุเดือด ระหว่างแรงโน้มถ่วงอันมหาศาลที่พยายามจะยุบดาวทั้งดวงเข้าไว้ด้วยกัน และการระเบิดอย่างรุนแรงของปฏิกิริยานิวเคลียร์ฟิวชันจากแกนกลางของดาว แรงโน้มถ่วงคอยพยายามทำให้ดาวยุบตัวลง บีบอัดอะตอมต่างๆ ในดาวให้ใกล้กันมากขึ้น ในขณะที่เมื่อนิวเคลียสของอะตอมในแกนกลางของดาวเข้าใกล้กันมากพอ จึงเกิดปฏิกิริยาฟิวชัน ส่งผลเป็นแรงขับเคลื่อนคอยผลักอะตอมทุกอย่างออกไป แรงโน้มถ่วงเป็นตัวขับเคลื่อนให้เกิดปฏิกิริยานิวเคลียร์ฟิวชัน แต่ปฏิกิริยาฟิวชันก็คอยต้านไม่ให้ดาวยุบตัวลงด้วยแรงโน้มถ่วง

สมดุลระหว่างแรงสองแรงนี้ถึงแม้จะดูเหมือนจะอยู่ไปชั่วกัลปาวสานเมื่อเทียบกับอายุของมนุษย์ แต่เมื่อเทียบกับอายุของดาวแล้ว นี่เป็นเสถียรภาพที่อยู่ได้ไม่นานและมีแต่จะจบลงด้วยหายนะ เนื่องจากเชื้อเพลิงฟิวชันมีแต่จะหมดไป เราอาจเปรียบดาวได้กับคนที่กินมรดกเก่าที่ได้มาแต่กำเนิด โดยไม่มีการหาใหม่ มีแต่รอคอยวันเวลาที่มรดกนั้นจะหมดไป

ดาวฤกษ์ทุกดวงก็คือก้อนเตาปฏิกรณ์นิวเคลียร์ฟิวชันขนาดยักษ์ ถึงแม้ว่าดาวฤกษ์จะร้อนและอยู่ไกลมาก แต่เราก็สามารถศึกษาดาวฤกษ์ได้จากการศึกษาแสงที่ดาวฤกษ์เปล่งออกมาในรูปของสเปกตรัมของดาวฤกษ์ (บทที่ 6) และถึงแม้ว่าอายุขัยของดาวฤกษ์จะยาวนานมากเมื่อเทียบกับอายุของมนุษย์ แต่เราก็สามารถทำความเข้าใจในวัฏจักรและวงจรชีวิตของดาวฤกษ์ได้จากการศึกษาดาวฤกษ์ในช่วงอายุต่างๆ กันในท้องฟ้า เช่นเดียวกับที่เราสามารถเรียนรู้วงจรชีวิตของมนุษย์ได้จากการศึกษา เด็ก วัยรุ่น ผู้ใหญ่ วัยกลางคน และคนชรา จากญาติพี่น้องของเรา

7.1 ชนิดสเปกตรัม (Spectral Class)

มนุษย์มีการพยายามแบ่งแยกประเภทของดาวมาตั้งแต่สมัยอดีตกาล นักปราชญ์ชาวกรีก Hipparchus พยายามแบ่งแยกดาวฤกษ์บนท้องฟ้าออกตามความสว่างปรากฏ อย่างไรก็ตาม Hipparchus ทราบดีว่าดาวฤกษ์แต่ละดวงอาจมีระยะทางจากโลกที่ไม่เท่ากัน และเขาตั้งสมมติฐานว่าความสว่างของดาวขึ้นอยู่กับระยะทาง โดยไม่อาจทราบถึงความแตกต่างภายในที่ดาวฤกษ์แต่ละดวงอาจจะมีอยู่

การพยายามแบ่งแยกประเภทของลักษณะทางกายภาพของดาวเริ่มขึ้นอย่างจริงจังด้วยการใช้เทคนิค spectroscopy ในการศึกษาและพยายามจัดหมวดหมู่ดาวครั้งแรก Williamina Fleming ได้ทำการจัดหมวดหมู่ดาวโดยการเรียงลำดับตามความเข้มของเส้นสเปกตรัมไฮโดรเจน (Hydrogen Line) โดยเรียงลำดับตามตัวอักษรภาษาอังกฤษจากมากไปน้อย type A แสดงเส้นไฮโดรเจนที่เข้มที่สุด type B แสดงเส้นที่รองลงมา ไปจนถึง type O

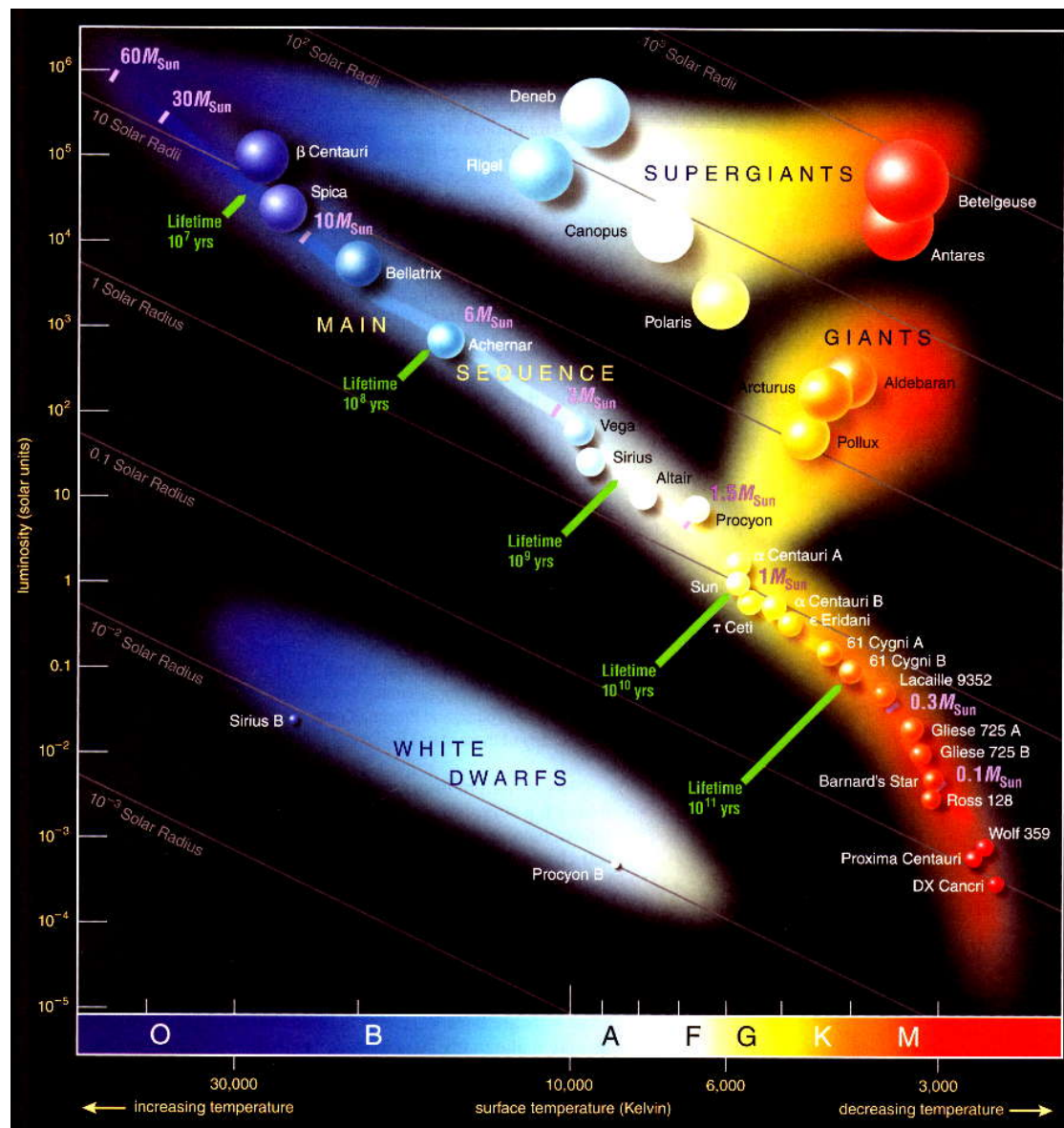
ต่อมา Annie Jump Cannon ได้พัฒนาการจัดหมวดหมู่ และพบว่า spectral class มีการจัดลำดับตามธรรมชาติ และเรียงลำดับใหม่ตามลำดับ OBAFGKM และเพิ่มระบบแบ่งย่อยไปอีกด้วยตัวเลข

ในสมัยนั้น นักดาราศาสตร์ไม่สามารถอธิบายได้ว่าทำไมดาวฤกษ์จึงมีเส้นสเปกตรัมที่ไม่เหมือนกัน และทำไมจึงต้องมีการเรียงลำดับตาม OBAFGKM นักดาราศาสตร์คาดเดาว่าน่าจะเกิดจากองค์ประกอบของดาวฤกษ์ที่ไม่เหมือนกัน จนกระทั่ง Cecilia Payne-Gaposchkin ได้ค้นพบว่า ที่แท้จริงแล้วการเรียงลำดับ Spectral Class ของดาวฤกษ์นั้น มาจากอุณหภูมิพื้นผิวที่แตกต่างกัน โดย type O จะมีอุณหภูมิที่สูงที่สุด ตามมาด้วย type B ลดลงไปเรื่อยๆ จนถึง type M ตามลำดับ

ในปัจจุบันนี้ เรายังทราบอีกว่า ดาวฤกษ์โดยส่วนมากมีองค์ประกอบที่คล้ายกันมาก และไม่มีมีความแตกต่างกันอย่างนัยสำคัญ สาเหตุที่ดาวฤกษ์มี spectral line ที่ไม่เหมือนกันเป็นเพียงเพราะอุณหภูมิพื้นผิวที่แตกต่างกัน ทำให้สถานะและระดับการ ionize ของธาตุต่างๆ จึงเปลี่ยนแปลงไป เช่น ดาว O มีสเปกตรัมของธาตุ Hydrogen ที่อ่อนมาก เนื่องจากอุณหภูมิพื้นผิวที่สูงทำให้ธาตุ Hydrogen ส่วนมากกลายเป็นไอออน จึงไม่มีอิเล็กตรอนหลงเหลืออยู่ให้เปล่งแสงออกมาได้

7.2 แผนภูมิเฮิร์ตซปรุง-รัสเซลล์ (Hertzsprung-Russell diagram)

หากเราสร้างแผนภูมิโดยนำเอาอุณหภูมิพื้นผิวของดาวแต่ละดวง มาพล็อตกับกำลังส่องสว่างของดาว เราจะพบว่าดาวฤกษ์บนท้องฟ้าไม่ได้มีค่ากำลังส่องสว่างและอุณหภูมิค่าใดก็ได้ แต่พบว่ามีความสัมพันธ์กันเป็นกลุ่มๆ เราสามารถแยกประเภทของดาวได้จากการจัดกลุ่มนี้ เรา



รูปที่ 7.1: แผนภูมิเฮิร์ตซปรุง-รัสเซลล์ H-R Diagram แสดง Spectral Class/อุณหภูมิ ในแกน x โดยอุณหภูมิมีการเพิ่มขึ้นจากขวาไปซ้าย และ กำลังส่องสว่างในแกน y แบ่งประชากรดาวฤกษ์บนท้องฟ้าออกเป็นกลุ่มใหญ่ๆ คือ ดาวในลำดับหลัก (Main Sequence), ดาวยักษ์ (Giant), ดาวยักษ์ใหญ่ (Supergiant), และดาวแคระขาว (White Dwarf)

เรียกแผนภูมินี้ว่า แผนภูมิเฮอร์ตสปริง-รัสเซลล์ (Hertzsprung-Russell diagram หรือ H-R Diagram) (รูปที่ 7.1)

H-R Diagram เป็นแผนภูมิที่มี spectral class/อุณหภูมิ อยู่ในแกน x โดยอุณหภูมิจะเพิ่มขึ้นจากขวาไปซ้าย และมีแกน y เป็นกำลังส่องสว่าง เมื่อเรานำดาวฤกษ์บนท้องฟ้ามาพล็อตลงบน H-R Diagram เราจะพบว่าเราสามารถแบ่งดาวฤกษ์ออกเป็นกลุ่มๆ โดยที่ดาวแคระขาว (White Dwarf) จะอยู่ทางด้านล่างซ้าย เส้นแนวทแยงมุมจากบนซ้ายลงปาล่างขวาเป็นดาวในลำดับหลัก (Main Sequence) ด้านบนขวาของแผนภูมิเป็นกลุ่มดาวยักษ์ (Giant) และดาวยักษ์ใหญ่ (supergiant)

H-R Diagram นี้ เป็นเครื่องมือที่สำคัญมากสำหรับนักดาราศาสตร์ สามารถใช้อธิบาย และช่วยให้เราเข้าใจความแตกต่างของดาวประเภทต่างๆ รวมไปถึงเป็นเครื่องมือในการค้นคว้าวิจัย เช่น การหาอายุของกระจุกดาว เป็นต้น

7.3 ดาวในลำดับหลัก (Main Sequence Stars)

ดาวกลุ่มแรกที่เราสามารถสังเกตได้จาก H-R Diagram (รูปที่ 7.1) คือดาวในลำดับหลัก (Main Sequence Stars) มีลักษณะเป็นแถบจากบนซ้ายลงปาล่างขวา เราเรียกว่า “แถบลำดับหลัก” (Main Sequence Curve) เราจะพบว่า ดาวฤกษ์ใช้เวลาเกือบทั้งหมดของอายุขัยของดาวอยู่ในลักษณะของดาวในลำดับหลัก (ดวงอาทิตย์ของเราก็เป็นดาวในลำดับหลัก) ด้วยเหตุนี้ทำให้ดาวที่เราเห็นส่วนมากบนท้องฟ้าเป็นดาวในลำดับหลักเช่นเดียวกัน สิ่งหนึ่งที่ดาวในลำดับหลักทุกดวงบนท้องฟ้ามีเหมือนกันก็คือ ดาวในลำดับหลักสามารถส่องสว่างได้เพราะกำลังเกิดปฏิกิริยานิวเคลียร์ฟิวชั่นรวมธาตุไฮโดรเจนเป็นฮีเลียมอยู่ในแกนกลางของดาว เช่นเดียวกับดวงอาทิตย์

ดาวฤกษ์ทุกดวงบนท้องฟ้าเริ่มส่องสว่างเป็นครั้งแรกในลักษณะของดาวลำดับหลัก เมื่อกลุ่มก้อนก๊าซเนบิวลาในกระจุกดาวเปิดเกิดการรวมตัวกันหนาแน่นเพียงพอ แรงดึงดูดภายในก้อนก๊าซมีความแรงพอที่เริ่มต้นให้ธาตุไฮโดรเจนในแกนกลางเกิดปฏิกิริยาฟิวชั่นขึ้นเป็นครั้งแรก จึงเปลี่ยนจากสถานะจาก protostar กลายเป็น main sequence star เริ่มลุกสว่างขึ้นเป็นครั้งแรกในรูปของดาวในลำดับหลัก

7.3.1 มวลของดาวในลำดับหลัก

ดาวฤกษ์ทุกดวงบนท้องฟ้าไม่ได้เกิดมาเท่าเทียมกัน บางดวงเกิดมาพร้อมกับมวลที่มากกว่า และบางดวงเกิดมาพร้อมกับมวลที่น้อยกว่า ทั้งความสว่าง อุณหภูมิ อายุขัย และชะตากรรมของดาวในอนาคตถูกขีดเขียนเอาไว้ตั้งแต่กำเนิด ในรูปของมวลของดาว

เนื่องจากดาวในลำดับหลักทุกดวงสามารถส่องสว่างได้เพราะปฏิกิริยานิวเคลียร์ฟิวชันของไฮโดรเจนเกิดขึ้นในแกนกลางของดาว ความสว่างของดาวจึงขึ้นอยู่กับอัตราการเกิดปฏิกิริยานิวเคลียร์ฟิวชันในแกนกลาง ปฏิกิริยานี้ถูกผลักดันด้วยแรงโน้มถ่วง ดังนั้นดาวในลำดับหลักที่มีมวลมากกว่าจะมีกำลังส่องสว่างที่มากกว่า

นอกจากนี้ เมื่อมวลที่เพิ่มขึ้นทำให้อัตราการเกิดปฏิกิริยาฟิวชันเพิ่มขึ้น อุณหภูมิพื้นผิวของดาวในลำดับหลักก็จะเพิ่มขึ้นตามมวลเช่นเดียวกัน

หากเราเทียบ ระหว่างดาวในลำดับหลัก เมื่อมวลของดาวลำดับหลักเพิ่มขึ้น ดาวจะเลื่อนตำแหน่งขึ้นไปทางด้านบนซ้ายของแผนภูมิ นั่นคือ ทั้งอุณหภูมิและกำลังส่องสว่างจะเพิ่มขึ้น นอกจากนี้ มวลที่เพิ่มขึ้นย่อมหมายถึงรัศมีของดาวที่เพิ่มขึ้นเช่นเดียวกัน ดังจะเห็นได้จากเส้นแสดงรัศมีของดาวในหน่วย solar radius ในรูปที่ 7.1

เราพบว่าความสัมพันธ์ระหว่างมวล และกำลังส่องสว่างของดาวลำดับหลัก เป็นดังนี้

$$L \propto M^{3.5} \quad (7.1)$$

7.3.2 อายุขัยของดาวในลำดับหลัก

ดาวในลำดับหลักต้องการไฮโดรเจนเป็นเชื้อเพลิง และมีการเผาผลาญไฮโดรเจนอยู่ตลอดเวลา ดังนั้น เมื่อเวลาผ่านไป ไม่ช้าก็เร็วดาวในลำดับหลักทุกดวงก็จะไม่สามารถคงปฏิกิริยาฟิวชันในแกนกลางของดาวได้อีกต่อไป จึงหมดอายุขัย และค่อยๆ เลื่อนออกจากแถบลำดับหลักบน H-R Diagram ไปเป็นดาวประเภทอื่นต่อไป

ดาวลำดับหลักที่มีมวลที่มากกว่า ย่อมจะมีปริมาณเชื้อเพลิงไฮโดรเจนที่เยอะกว่า แต่ในขณะเดียวกันก็จะมีอัตราการเผาผลาญพลังงานที่สูงกว่า หากเราเทียบดาวที่มีมวลเป็นสิบเท่าของดวงอาทิตย์ ($10 M_{\odot}$) ดาวนี้จะมีเชื้อเพลิงมากกว่าดวงอาทิตย์ 10 เท่า แต่แผนภูมิในรูปที่ 7.1 เราจะพบว่าดาวดวงนี้จะมีอัตราการเผาผลาญพลังงาน หรือกำลังส่องสว่าง เป็นหมื่นเท่าของดวงอาทิตย์ ($10,000 L_{\odot}$) นั่นคือดาวดวงนี้จะมีอายุขัยในลำดับหลักเพียง $\frac{10}{10,000} = \frac{1}{1000}$ เท่าของดวงอาทิตย์ เนื่องจากดวงอาทิตย์ของเรามีอายุขัยอยู่ที่ประมาณ 1 หมื่นล้านปี ดาวที่มีมวล $10 M_{\odot}$ จะมีอายุขัยอยู่ที่ประมาณ สิบล้านปีเท่านั้น

เราสามารถประมาณอายุขัยของดาวในลำดับหลักได้ จากสมการ

$$\tau_{MS} \approx 10^{10} \text{ years} \left[\frac{M}{M_{\odot}} \right]^{-2.5} \quad (7.2)$$

7.4 เมื่อดาวลำดับหลักหมดอายุขัย

ดาวในลำดับหลักจะคงอยู่ต่อไปตราบเท่าที่ยังมีไฮโดรเจนมากพอในแกนกลาง อย่างไรก็ตาม เมื่อดาวฤกษ์ได้เผาผลาญเชื้อเพลิงไปเรื่อยๆ จะเริ่มมีฮีเลียมสะสมอยู่ในแกนกลางแทนที่ไฮโดรเจน จนเมื่อแกนกลางไม่มีไฮโดรเจนเพียงพอที่จะคงการเกิดฟิวชั่นต่อไปได้ ดาวในลำดับหลักก็จะหมดอายุขัยลง

ชะตากรรมของดาวลำดับหลักหลังจากได้หมดอายุขัยลง ขึ้นอยู่กับมวลเริ่มต้นของดาวลำดับหลัก โดยมวลของดาวจะเป็นตัวบ่งบอกว่า ดาวฤกษ์นี้จะสามารถจุดปฏิกิริยาฟิวชั่นอื่นๆ หลังจากที่มีไฮโดรเจนในแกนกลางได้หมดไปแล้วหรือไม่

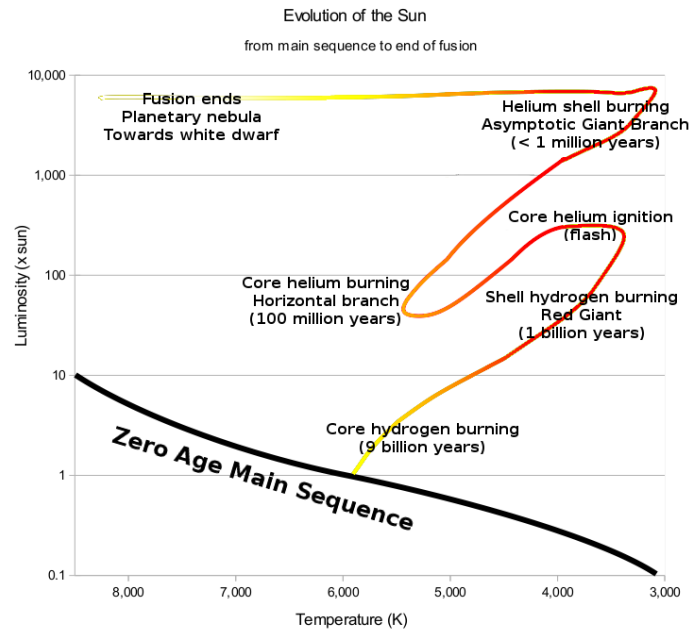
7.4.1 ดาวมวลน้อย (Low-Mass Stars)

ปัญหาอย่างหนึ่งของดาวฤกษ์ที่มีมวลน้อยระดับ $0.1 M_{\odot}$ ก็คือ เรายังไม่พบดาวฤกษ์มวลขนาดนี้ดวงใดที่หมดอายุขัยในลำดับหลัก! ที่เป็นเช่นนั้นเนื่องจากว่าดาวลำดับหลักที่มีมวลขนาดนี้จะมีอายุขัยที่ยืนยาวกว่าอายุของเอกภพในปัจจุบัน (จากสมการ (7.2) พบว่า ดาวที่มีมวล $0.1 M_{\odot}$ จะมีอายุขัยประมาณ 3 ล้านล้านปี เทียบกับอายุขัยของเอกภพที่มีเพียง 1 หมื่นล้านปี) ดาวลำดับหลักมวล $0.1 M_{\odot}$ ทุกดวงจึงยังคงลูกโซ่อยู่ แต่เราเชื่อว่าในที่สุดดาวเหล่านี้จะยุบตัวลงเป็นดาวแคระขาว ในอีกหกถึงสิบล้านล้านปี

ดาวลำดับหลักที่มีมวลระดับใกล้เคียง $0.5 M_{\odot}$ อาจจะเริ่มเกิดปฏิกิริยาฟิวชั่นของไฮโดรเจนบริเวณพื้นผิวของแกนกลางที่เต็มไปด้วยฮีเลียม แต่ปฏิกิริยาฟิวชั่นในบริเวณนี้จะทำให้ผิวชั้นนอกของดาวขยายตัวออก และเย็นลง การขยายตัวออกทำให้กำลังส่องสว่างเพิ่มขึ้น ดาวจึงเลื่อนขึ้นบน H-R Diagram และไปทางขวาเล็กน้อย เข้าไปสู่ช่วงของดาวยักษ์ (giant) เมื่ออายุขัยของช่วงดาวยักษ์จบลง ดาวฤกษ์กลุ่มนี้จะกลายเป็นดาวแคระขาว (white dwarf)

7.4.2 ดาวมวลปานกลาง (Mid-sized Stars)

ดาวลำดับหลักที่มีมวลขนาด $0.5-10 M_{\odot}$ จะกลายเป็นดาวยักษ์ เช่นเดียวกับที่กล่าวไว้แล้วเบื้องต้น แต่ว่าดาวที่มีมวลมากขึ้นจะมีแรงโน้มถ่วงพอที่จะทำให้ฮีเลียมในแกนกลางเริ่มปฏิกิริยาฟิวชั่นขึ้นเป็นครั้งแรก บางครั้งจะเกิดปรากฏการณ์ที่เรียกว่า Helium Flash จากนั้นปฏิกิริยาฟิวชั่นของไฮโดรเจนรอบๆ แกนกลางจะหยุดลง ทำให้ดาวหดตัวลงอีกครั้ง จนกระทั่งฮีเลียมในแกนกลางเริ่มหมด จนเกิดการเผาฮีเลียมรอบๆ แกนคาร์บอนอีกครั้ง ดาวจึงเพิ่มขนาด สว่างขึ้น และอุณหภูมิลดลง จนกระทั่ง ผิวชั้นนอกของดาวค่อยๆ ขยายตัวออกไป เป็นเนบิวลาดาวเคราะห์ และเมื่อก๊าซรอบๆ ในเนบิวลาดาวเคราะห์พุ่งออกไปหมด จึงเหลือเพียงแกนกลางที่กลายเป็น



รูปที่ 7.2: วิวัฒนาการของดาวลำดับหลักที่มีมวลใกล้เคียงกับดวงอาทิตย์

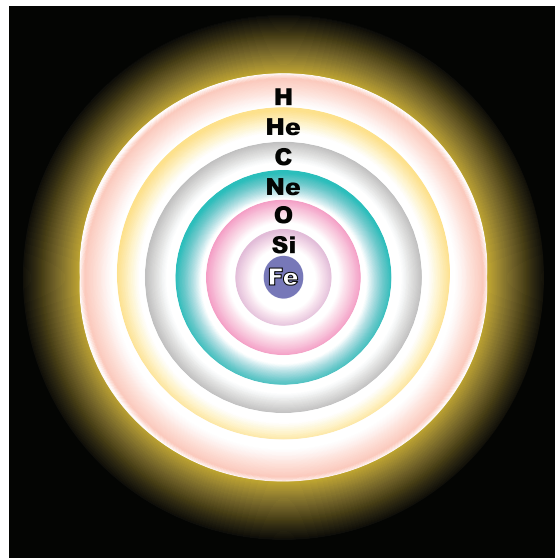
ดาวแคระขาว (รูปที่ 7.2)

7.4.3 ดาวมวลมาก (Massive Stars)

ดาวที่มีมวลมากกว่า $10 M_{\odot}$ ขึ้นไปจะมีมวลมากพอที่ปฏิกิริยาฟิวชันของฮีเลียมในแกนกลางสามารถเริ่มขึ้นได้พร้อมๆ กับปฏิกิริยาฟิวชันของไฮโดรเจนรอบๆ ผิวของแกน ดาวในกลุ่มนี้จะมีการพองตัวและเย็นตัวลงเช่นกัน และเนื่องจากว่าดาวมวลมากมีขนาดใหญ่อยู่แล้ว จึงพองตัวใหญ่ขึ้นเป็นดาวยักษ์ใหญ่ (supergiant)

ดาวที่มีมวลมากขึ้นอาจจะมีแรงโน้มถ่วงมากเพียงพอที่ทำให้เกิดปฏิกิริยานิวเคลียร์ฟิวชันของธาตุที่หนักกว่า ฮีเลียมขึ้นไป เป็น คาร์บอน นีออน ออกซิเจน ซิลิกอน และดาวที่มีมวลมากที่สุดจะมีแกนชั้นในสุดเป็นแร่เหล็ก แกนกลางของดาวเหล่านี้มีลักษณะเป็นชั้นๆ ประกอบด้วยธาตุต่างๆ ลดหลั่นกันไป ในลักษณะคล้ายๆ หัวหอม (รูปที่ 7.3)

บั้นปลายท้ายสุดของดาวจำพวกนี้จะเกิดการยุบตัวของแกนกลาง เมื่อเชื้อเพลิงฟิวชันเริ่มหมดไป และแกนกลางของดาวไม่สามารถคงเสถียรภาพของแรงโน้มถ่วงของดาวได้อีก เกิดเป็น supernova ประเภทที่เกิดจากการยุบตัวของแกนกลาง



รูปที่ 7.3: แกนกลางของดาวฤกษ์ขนาดยักษ์ก่อนจะยุบตัวลง จะมีลักษณะเป็นชั้นๆ คล้ายหัวหอม โดยในแต่ละชั้นมีธาตุที่หนักขึ้นเรื่อยๆ ไปจนถึงธาตุเหล็ก

ส่วนที่เหลืออยู่ของ supernova จะเป็นก้อนที่ประกอบด้วยนิวตรอนเป็นส่วนใหญ่ ซึ่งอาจจะกลายเป็นเพียงดาวนิวตรอน (Neutron Star) หรืออาจจะยุบตัวต่อไปกลายเป็นหลุมดำ (Black Hole)

ธาตุต่างๆ ในร่างกายเรา มาจากไหน?

เมื่อเอกภพถือกำเนิดขึ้น องค์ประกอบของธาตุต่างๆ ในเอกภพประกอบด้วยธาตุไฮโดรเจน (H) 75% ฮีเลียม (He) 25% และมีธาตุลิเทียม (Li) และธาตุอื่นๆ ในตารางธาตุอยู่ไม่ถึงหนึ่งในพันล้านส่วน แต่สิ่งมีชีวิตบนโลกประกอบด้วยธาตุอื่นๆ อีกมากมาย ตั้งแต่ คาร์บอน (C) ออกซิเจน (O) ไนโตรเจน (N) กำมะถัน (S) ฯลฯ ธาตุเหล่านี้ไม่สามารถสังเคราะห์ได้ในที่อื่นใดในเอกภพ นอกจากปฏิกิริยานิวเคลียร์ฟิวชันในแกนกลางของดาวฤกษ์

ก่อนที่ระบบสุริยะจะถือกำเนิดขึ้นมา ดาวฤกษ์จำนวนมากถือกำเนิดขึ้น เกิดปฏิกิริยาฟิวชันภายใน และระเบิดออก ทั้งเศษ "ซีเถ้า" ที่หลงเหลือจากเตาปฏิกิริยาฟิวชันไปในกาแล็กซี และเศษ "ซีเถ้า" จากเตาปฏิกิริยานี้รวมกับก๊าซอื่นในกาแล็กซี ยุบตัวลงเป็นดาวดวงใหม่ กระบวนการนี้เกิดขึ้นซ้ำแล้วซ้ำเล่า จนกระทั่งปริมาณ "ซีเถ้า" สะสมมากพอจนกลายเป็นระบบสุริยะของเรา เราอาจกล่าวได้ว่า ทุกโมเลกุลในร่างกายของเราเคยเป็นส่วนหนึ่งของแกนกลางของดาว

ธาตุที่หนักกว่าเหล็ก (Fe) ไม่สามารถสร้างได้ในดาวฤกษ์ทั่วไป แต่สามารถเกิดขึ้นได้จากการเกิดการระเบิดตัวของ supernova เท่านั้น ซึ่งเป็นเหตุผลหนึ่งว่าทำไมโลหะมีค่าจึงหายากในเอกภพ

7.5 แผนภูมิเฮิร์ตซปรุง-รัสเซลล์ของกระจุกดาว (H-R Diagram of a Cluster)

ดาวฤกษ์ไม่สามารถเกิดได้เดี่ยวๆ เราพบว่าในการจะสร้างดาวฤกษ์นั้น เอกภพไม่ได้สร้างมาเพียงทีละดวง แต่สร้างมาพร้อมกันเป็นร้อย หรือเป็นล้านดวง และแต่ละดวงมีมวลที่แตกต่างกันไป

H-R Diagram มีประโยชน์เป็นอย่างยิ่งกับการศึกษากระจุกดาว (รูปที่ 7.4) ทั้งนี้เป็นเพราะว่าดาวทุกดวงในกระจุกดาวมีระยะห่างถึงผู้สังเกตที่ใกล้เคียงกัน ดังนั้นเราจึงสามารถแทนแกน y ของ H-R Diagram ด้วยแมกนิจูดปรากฏได้ เนื่องจากว่าแมกนิจูดปรากฏ ต่างจากแมกนิจูดสัมบูรณ์¹ เท่ากับโมดูลัสระยะทางกล่าวคือ กราฟ H-R Diagram ของกระจุกดาวโดยใช้แกน y เป็นแมกนิจูดปรากฏ ต่างกับการใช้แมกนิจูดสัมบูรณ์โดยการเลื่อนกราฟขึ้นลงด้วยค่าคงที่ค่าหนึ่งเท่านั้น เราจึงสามารถหา H-R Diagram ของกระจุกดาวได้ โดยไม่จำเป็นต้องรู้ระยะทางถึงกระจุกดาว

คุณสมบัติสำคัญอีกอย่างหนึ่งของกระจุกดาวก็คือ ดาวทุกดวงในกระจุกดาวเกิดขึ้นมาพร้อม

¹เนื่องจากแมกนิจูดสัมบูรณ์ แปรผันตามกับกำลังสองสแควร์ เราจึงสามารถใช้แมกนิจูดสัมบูรณ์แทนกำลังสองสแควร์ได้



รูปที่ 7.4: ภาพของกระจุกดาวทรงกลม Omega Centauri (ซ้าย) และกระจุกดาวเปิด M45 (ขวา) กระจุกดาวทรงกลมเป็นกระจุกดาวที่มีอายุมากพอๆ กับอายุของกาแล็กซีทางช้างเผือก มีดาวตั้งแต่แสนถึงหลายล้านดวง ส่วนกระจุกดาวเปิดจะเป็นกระจุกดาวที่มีอายุน้อย ประกอบด้วยดาวไม่กี่ร้อยดวง

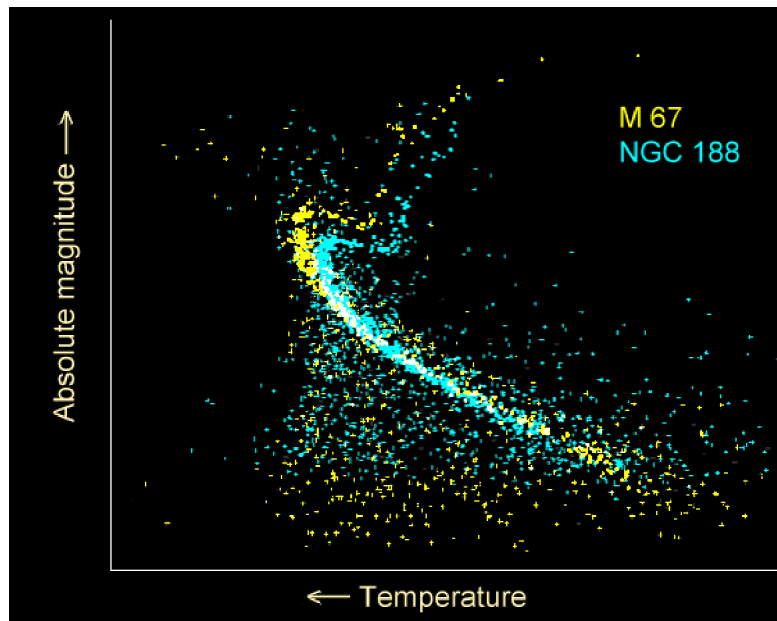
กัน นั่นหมายความว่าเราสามารถสังเกตดาวทั้งหมดในกระจุกดาว ณ ช่วงอายุที่เป็นเวลาเท่ากัน กับอายุของกระจุกดาว กล่าวคือหากเราทราบอายุของดาวสักดวงหนึ่งในกระจุกดาว เราก็จะทราบอายุของดาวทุกดวงและอายุของกระจุกดาวนั้น

7.5.1 จุดเบนออกจากแถบลำดับหลัก (Main Sequence Turnoff Point)

จากรูปที่ 7.1 และสมการ (7.2) เราทราบว่าอายุขัย ของดาวในลำดับหลัก จะแปรผกผันกับมวลของดาว ด้วยเหตุนี้ ดาวในกระจุกดาวทุกดวงจะมีอายุขัยไม่เท่ากัน ขึ้นอยู่กับมวลของดาว โดยดาวที่มีมวลมากที่สุด ในกระจุกดาว จะเป็นดาวดวงแรกๆ ที่จะหมดอายุขัยก่อน

เมื่อดาวในลำดับหลักหมดอายุขัยลง จะเปลี่ยนเป็นดาวยักษ์ ที่มีขนาดเพิ่มขึ้น และอุณหภูมิลดลง (จึงมีความสว่างสัมบูรณ์ที่เกือบจะเท่าเดิม) ผลก็คือดาวในลำดับหลักจะเลื่อนออกจากแถบลำดับหลักใน H-R Diagram และเลื่อนไปทางขวา เนื่องจากดาวที่มีมวลมากจะมีอายุขัยที่สั้นกว่าและเป็นดาวดวงแรกๆ ของกระจุกดาวที่จะหมดอายุขัยลง ดาวทางด้านบนซ้ายของแถบลำดับหลัก (ดาวที่มีมวลมากที่สุดในกระจุกดาว) จะเป็นดาวดวงแรกสุดที่เลื่อนออกจากแถบลำดับหลัก ในเวลาผ่านไปอีกไม่นานดาวที่มีมวลมากลำดับถัดไปจะเลื่อนออกจากแถบลำดับหลัก ไล่ไปเรื่อยๆ ตามมวล จากบนซ้ายไปยังด้านล่างขวา เราเรียกตำแหน่งซ้ายสุดบนแถบลำดับหลัก ที่แสดงดาวดวงสุดท้ายที่เริ่มเบนออกจากลำดับหลักว่า จุดเบนออกจากแถบลำดับหลัก (Main Sequence Turnoff Point)

รูปที่ 7.5 แสดงกระจุกดาวสองกระจุกดาว หากเราเทียบดาวในลำดับหลักที่มีมวลมากที่สุด



รูปที่ 7.5: H-R Diagram ของกระจุกดาวสองกระจุกที่อายุไม่เท่ากันแสดงตำแหน่งของ main sequence turnoff point ที่ต่างกัน

จากกระจุกดาวทั้งสอง เราจะพบว่า M67 มีดาวในลำดับหลักที่มีมวลมากกว่า ในขณะที่ดาวที่มีมวลลำดับนั้นใน NGC188 ได้หายไปหมดแล้ว นั่นหมายความว่าอายุของ NGC188 มีอายุที่มากกว่า M67 เนื่องจากดาวลำดับหลักที่มีมวลมากใน NGC188 ได้หมดอายุขัยไปหมดแล้ว และเนื่องจาก NGC188 มีอายุที่มากกว่า จึงมีดาวมวลมากเหลืออยู่ในลำดับหลักน้อยกว่า (ในเวลาอีกไม่นาน แผนภูมิ H-R Diagram ของ M67 จะมีหน้าตาคล้ายกับ NGC188 อย่างในภาพ)

จาก main sequence turnoff point นี้ ทำให้เราสามารถหาอายุของกระจุกดาวได้ จากจุด turnoff point เราทราบว่าดาวในลำดับหลักทางซ้ายของแถบลำดับหลักนั้นหมดอายุขัยไปหมดแล้ว (เนื่องจากไม่มีเหลือแล้ว) ดังนั้นอายุของกระจุกดาวย่อมที่จะมีมากกว่าอายุขัยของดาวลำดับหลักทางด้านซ้ายของจุด turnoff point ในขณะเดียวกัน ดาวลำดับหลักทางด้านขวาของ turnoff point ยังไม่หมดอายุขัย (เนื่องจากยังคงมีอยู่) ดังนั้น เราจึงสามารถหาอายุของกระจุกดาวได้จากการหาอายุขัยของดาวในลำดับหลักที่มีมวลเท่ากับดาวลำดับหลัก ณ turnoff point

ทำไมจึงไม่มีกระจุกดาวทรงกลมใหม่ๆ อีกเลย?

โดยทั่วไปแล้ว กระจุกดาวเปิดเป็นกระจุกดาวใหม่ มีอายุน้อย มีดาวอยู่ไม่กี่ร้อยดวง ในขณะที่กระจุกดาวทรงกลมประกอบด้วยดาวเก่าๆ ที่มีอายุมากพอๆ กับอายุของกาแล็กซี และประกอบด้วยดาวนับล้านดวง (รูปที่ 7.4) ด้วยเหตุนี้ เราจึงพบดาวสีฟ้า type O และ type B ได้ เฉพาะในกระจุกดาวเปิดเท่านั้น และเราไม่พบดาว type O, type B หรือ type A ในกระจุกดาวทรงกลมเลย

เพราะเหตุใดเราจึงไม่มีกระจุกดาวทรงกลมที่อายุน้อยเลย? ที่เป็นเช่นนี้เป็นเพราะว่าดาวในยุคแรกๆ นั้นเกิดขึ้นจากกลุ่มก๊าซที่มีธาตุอื่นอยู่น้อย เมื่อเวลาผ่านไป ดาวมวลมากจำนวนมากที่ระเบิดออกไปก่อน ได้ปล่อยเศษซากของดาวไปปนกับก้อนก๊าซ ทำให้กลุ่มก้อนก๊าซในยุคหลังๆ มีองค์ประกอบของธาตุคาร์บอน และออกซิเจนที่มากขึ้น กลุ่มเนบิวลาในยุคหลังๆ จึงมีก๊าซคาร์บอนมอนอกไซด์ (CO) ในปริมาณที่สูงกว่า

ปรากฏว่า โมเลกุล CO นี้ มีผลอย่างมากในการยุบตัวของกระจุกดาว CO มีสเปกตรัมการแผ่รังสีอยู่ในช่วงอินฟราเรด ทำให้ก๊าซที่มี CO อยู่สามารถเย็นตัวลงได้อย่างรวดเร็ว เมื่อกลุ่มก๊าซสามารถเย็นตัวลงได้ จึงสามารถยุบตัวลงได้เร็วกว่า ด้วยปริมาณมวลที่น้อยกว่า จึงทำให้กลุ่มก้อนก๊าซในยุคหลังๆ รวมตัวกันเป็นกระจุกดาวเปิดก่อนที่จะสามารถรวมตัวกันเป็นกระจุกดาวทรงกลมได้

บทที่ 8

การถ่ายภาพทางดาราศาสตร์ (Astrophotography)

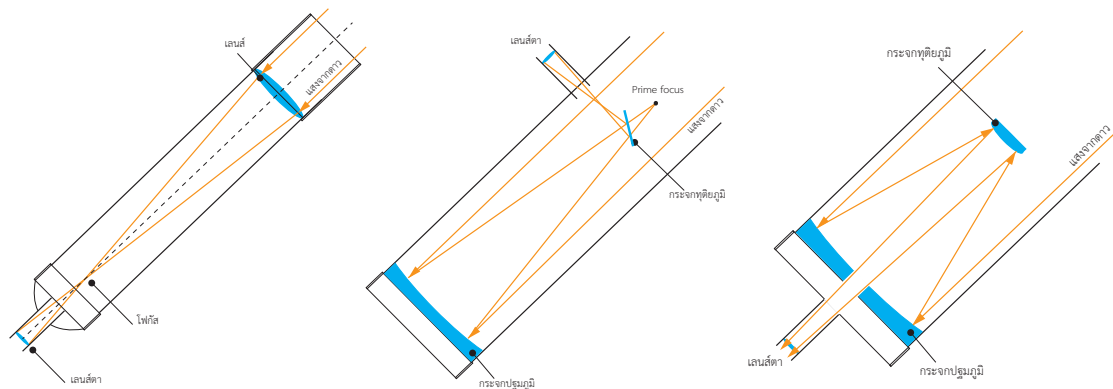
ในอดีต การศึกษาทางดาราศาสตร์มักจะทำการสังเกตด้วยตาเปล่า ทำให้ขีดจำกัดในการศึกษาค่อนข้างจำกัด และขึ้นอยู่กับความสามารถและความอดทนของผู้สังเกตเป็นอย่างมาก ในปัจจุบัน การถ่ายภาพทางดาราศาสตร์ได้มีการพัฒนาขึ้นมาก และมีบทบาทสำคัญอย่างยิ่งในการทำงานวิจัย นอกจากการถ่ายภาพจะง่ายต่อการนำไปวิเคราะห์แล้ว การถ่ายภาพทางดาราศาสตร์ยังสามารถใช้เป็นหลักฐานอย่างดีที่สามารถนำไปยืนยันผลการค้นคว้าของเราได้ นอกจากนี้แล้ว การถ่ายภาพก็ยังช่วยให้เรา能够得到สังเกตสิ่งอื่นๆ อีกมากมายที่เราไม่สามารถสังเกตได้ด้วยตาเปล่า

หากเราเปรียบแสงดาวเป็นเหมือนกับฝนที่ตกลงมา กล้องโทรทรรศน์ก็เปรียบเหมือนกับกรวยขนาดใหญ่ที่รวมน้ำฝนจากพื้นที่กว้างเข้ามาสู่ตาของเรา การถ่ายภาพทางดาราศาสตร์ก็เปรียบได้เหมือนกับการร่อนน้ำฝนนี้ลงไปในภาชนะ เพื่อที่เราจะจะสามารถเก็บสะสมแสงดาวไว้มากพอ จนเราสามารถนำไปใช้ได้ปริมาณที่มากยิ่งขึ้น และสังเกตเห็นสิ่งที่ปรกติอาจจะไม่สามารถสังเกตได้ด้วยตาเปล่า

8.1 กล้องโทรทรรศน์ (Telescope)

อุปกรณ์หลักในการศึกษาทางดาราศาสตร์ก็คือกล้องโทรทรรศน์ หน้าที่หลักของกล้องโทรทรรศน์ก็คือการรวมแสง และเพิ่มกำลังในการแยก (บทที่ 4.3) หลายคนมักจะเข้าใจผิด และถามเกี่ยวกับกล้องโทรทรรศน์ว่ามีกำลังขยายเท่าใด และสามารถมองได้ไกลแค่ไหน¹ แต่ว่าแท้จริงแล้วกำลังขยายของกล้องโทรทรรศน์สามารถเปลี่ยนแปลง และเพิ่มได้ตามเลนส์ตาที่เราใส่เข้าไป

¹ความจริงแล้ว ตาเปล่าของมนุษย์สามารถมองไปได้ถึงกาแล็กซีแอนโดรเมิดาซึ่งห่างออกไปถึง 2.6 ล้านปีแสง และหากเราสามารถมองเห็นในคลื่นไมโครเวฟได้ เราจะสามารถมองเห็น Cosmic Microwave Background (CMB) ซึ่งอยู่ห่างออกไปถึง 1.3 หมื่นล้านปีแสงเลยทีเดียว ดังนั้น “เห็นได้ไกลแค่ไหน” จึงขึ้นอยู่กับว่า สิ่งที่เราต้องการมองมีความสว่างแค่ไหน



รูปที่ 8.1: กล้องโทรทรรศน์แบบหักเหแสง (ซ้าย) สะท้อนแสงแบบ Newtonian (กลาง) สะท้อนแสงแบบ Cassegrain (ขวา) กล้องโทรทรรศน์แบบผสมที่นิยมใช้แบบหนึ่งคือ แบบ Schmidt-Cassegrain ซึ่งเป็นการรวมเลนส์แบบภาพซ้ายเข้ากับกระจกสะท้อนแสงแบบ Cassegrain ในภาพขวาเข้าด้วยกัน

และกล้องโทรทรรศน์ไม่ได้ทำให้สามารถมองได้ไกลขึ้น แต่กล้องโทรทรรศน์เพียงช่วยรวมแสงให้วัตถุที่จางๆ สามารถมองเห็นได้ความเข้มเพิ่มขึ้น เท่านั้นเอง

เราสามารถแบ่งกล้องโทรทรรศน์ออกได้เป็นสามแบบ ตามองค์ประกอบที่ใช้ในการรวมแสง คือแบบหักเหแสง (refracting telescope) ที่ใช้เลนส์เป็นตัวรวมแสง แบบสะท้อนแสง (reflecting telescope) ที่ใช้กระจกเป็นตัวรวมแสง และแบบผสม (catadioptric telescope) ที่มีทั้งเลนส์และกระจกอยู่ด้วยกัน (รูปที่ 8.1)

ถึงแม้ว่ากล้องโทรทรรศน์แต่ละประเภท อาจจะมีหลักการในการรวมแสงที่แตกต่างกัน แต่โดยหลักการก็ยังคงเหมือนกัน นั่นคือการรวมแสงจากพื้นที่กว้างๆ เข้ามาสู่พื้นที่แคบๆ เช่น ในตาของเรา หรือบนแผง CCD เพื่อถ่ายภาพ ดังนั้น คุณสมบัติที่สำคัญที่สุดของกล้องโทรทรรศน์ก็คือ พื้นที่ในการรับแสง (light collecting area) หรือเส้นผ่านศูนย์กลางของกล้องโทรทรรศน์นั่นเอง

8.1.1 ระบบฐานตั้งกล้องโทรทรรศน์ (Telescope Mount)

อีกปัจจัยหนึ่งที่มีผลต่อการถ่ายภาพทางดาราศาสตร์ก็คือ ระบบฐานรองรับน้ำหนัก ระบบฐานของกล้องโทรทรรศน์สามารถแบ่งออกเป็นใหญ่ๆ สองประเภท คือ Altazimuth Mount ซึ่งหมุนกล้องไปตามทิศทางในระบบพิกัดขอบฟ้า และแบบ Equatorial Mount ซึ่งหมุนกล้องไปตามทิศทางในระบบพิกัดศูนย์สูตร (บทที่ 2)

กล้องโทรทรรศน์สำหรับใช้งานถ่ายภาพและวิจัยทั่วไป มีระบบคอมพิวเตอร์ควบคุมและ

คอยคำนวณการแปลงระบบพิกัดทั้งสองเองโดยอัตโนมัติ และระบบฐานตั้งกล้องโทรทรรศน์ทั้งสอง ไม่มีปัญหาใดในการระบุตำแหน่งและชี้ไปยังตำแหน่งของวัตถุท้องฟ้าที่เราต้องการศึกษา

อย่างไรก็ตาม สิ่งที่แตกต่างกันระหว่างสองระบบนี้ก็คือการตามดาว (tracking) ระบบการตามดาวเป็นสิ่งสำคัญยิ่งในการถ่ายภาพทางดาราศาสตร์ เนื่องจากโลกมีการหมุนรอบตัวเองอยู่เสมอ ดังนั้นหากกล้องโทรทรรศน์ชี้ไปยังตำแหน่งตายตัวบนท้องฟ้า วัตถุที่เราต้องการสังเกตจะค่อยๆ เลื่อนออกจาก Field of View (FOV) กล้องโทรทรรศน์สามารถแก้ปัญหานี้ได้ โดยการปรับและหันกล้องตามการหมุนของโลกอยู่เสมอ

เนื่องจากระบบ Equatorial Mount มีการอ้างอิงแกนหมุน ตามทิศการหมุนของโลก ในขั้นตอนการตามดาวของระบบฐานแบบนี้ จึงมักจะได้รับการตามดาวที่มีปัญหาน้อยกว่า เนื่องจากการต้องหมุนเพียงในแกน RA ในขณะที่ระบบฐานแบบ Altazimuth จำเป็นต้องทำการคำนวณ และหมุนพร้อมกันทั้งสองแกนเพื่อติดตามวัตถุท้องฟ้า ณ ตำแหน่งหนึ่งๆ อย่างไรก็ตาม ฐานแบบ Altazimuth มักจะสามารถรองรับน้ำหนักได้มากกว่า ดังนั้นกล้องโทรทรรศน์ขนาดใหญ่ๆ จึงมักจะเป็นแบบ Altazimuth อยู่เสมอ ในบางครั้ง เราอาจจะพบว่าภาพที่เราได้มีการยืดออกเล็กน้อย ซึ่งอาจเป็นไปได้ว่ามาจากขั้นตอนการ track ที่ไม่สมบูรณ์แบบของกล้อง

Dithering

ในบางครั้ง เราอาจจะต้องการตั้งใจให้กล้องโทรทรรศน์ไม่ถ่ายภาพในตำแหน่งเดิมเสมอ เช่น ในการถ่ายภาพซ้ำที่เดิมสี่ครั้ง เพื่อนำมา stack รวมกันในภายหลัง (อย่างไรก็ตาม ในแต่ละครั้งของการถ่ายเราจำเป็นต้องให้กล้องไม่เลื่อนไปไหนจากวัตถุที่สังเกต) เราอาจจะต้องการให้ดาวที่ต้องการศึกษา อยู่ในตำแหน่งที่แตกต่างกันเล็กน้อยในแต่ละภาพ ทั้งนี้เพื่อลดความเสี่ยง และหลีกเลี่ยงความเป็นไปได้ที่บางบริเวณ pixel ของการถ่ายภาพอาจจะมี defect โดยใช้วิธีเฉลี่ยไปบริเวณใกล้เคียงกัน เราเรียกเทคนิคนี้ว่า dithering

8.1.2 World Coordinate System (WCS)

ทุกครั้งที่กล้องโทรทรรศน์ทำการถ่ายภาพ จะมีการบันทึกค่าชุดหนึ่ง ซึ่งบอกถึงตำแหน่งโดยคร่าวที่กล้องกำลังชี้อยู่ โดยระบุเป็นพิกัด RA Dec และมุมที่ CCD กำลังหันอยู่ เมื่อเทียบกับพิกัดท้องฟ้า เราเรียกข้อมูลชุดนี้ว่า World Coordinate System หรือ WCS

อย่างไรก็ตาม WCS ที่ได้จากกล้องโดยตรง เป็นเพียงการวัดโดยสังเขป เนื่องจากหลายๆ ครั้ง ตำแหน่งที่กล้องชี้บนท้องฟ้า อาจจะคล้อยคล้ากับตำแหน่งที่กล้องเข้าใจว่ากำลังชี้อยู่บ้างเล็กน้อย ดังนั้นในระบบกล้องโทรทรรศน์หลายๆ ชนิด จะมีการทำการคำนวณภาพที่ได้ เทียบ WCS โดยประมาณกับฐานข้อมูล และทำการค้นหาดาวสว่างจากฐานข้อมูลและเปรียบเทียบกับที่พบในภาพเพื่อระบุตำแหน่ง WCS โดยละเอียด ภาพที่ได้ทำการ Solve WCS แล้วจะมีความ



รูปที่ 8.2: อุปกรณ์ตรวจวัดของดาวเทียม Kepler ประกอบด้วย CCD จำนวน 42 ชิ้น CCD แต่ละชิ้นมีขนาด 50x25 mm และมีความละเอียด 2200x1024 pixels (ภาพโดย โครงการกล้องโทรทรรศน์อวกาศ Kepler)

แม่นยำในพิกัดที่สูงกว่าเดิมมาก ดังนั้นก่อนที่จะนำพิกัดในภาพไปใช้ ควรจะมีการเช็ดยู่อเสมอว่าพิกัดที่ได้มานั้น ถูกต้องหรือไม่

8.2 ซีซีดี (CCD)

ปัจจุบัน การถ่ายภาพทั้งทางดาราศาสตร์และการถ่ายภาพทั่วไป ได้เปลี่ยนจากการเก็บแสงด้วยฟิล์มมาเป็น CCD (Charge-Coupled Device) CCD ถูกคิดค้นขึ้นเป็นครั้งแรกในปี ค.ศ. 1969 หลังจากนั้นมาได้มีการพัฒนาไปอย่างมากจนใช้กันอย่างแพร่หลายในอุปกรณ์การถ่ายภาพ ตั้งแต่กล้องถ่ายรูปดิจิทัล กล้องวิดีโอ โทรศัพท์มือถือ ฯลฯ การคิดค้น CCD มีประโยชน์กับวงการดาราศาสตร์เป็นอย่างมาก เพราะ CCD มีประสิทธิภาพทางควอนตัม (quantum efficiency) ที่สูงถึง 95% (สามารถเปลี่ยนโฟตอนที่รับเป็นสัญญาณได้ถึง 95%) ประสิทธิภาพในการดักจับแสงเกือบเท่ากันตลอดทุกความยาวคลื่น ความเป็น linearity ของสัญญาณที่ได้รับ (ให้สัญญาณสองเท่า เมื่อได้รับโฟตอนเพิ่มขึ้นเป็นสองเท่า เทียบกับฟิล์มซึ่งรับแสงได้น้อยลงเมื่อได้รับแสงมาแล้วจุดหนึ่ง) ความสะดวกในการใช้งาน สามารถนำมาใช้ใหม่ได้ ฯลฯ

CCD มีลักษณะแบ่งเป็น pixel ประกอบด้วยส่วนที่ไวแสง และส่วนที่เก็บประจุ เมื่อโฟตอนตกลงบน pixel จะถูกเก็บเอาไว้ในรูปของอิเล็กตรอน อิเล็กตรอนนี้จะถูกสะสมเอาไว้ใน pixel

เมื่อถึงเวลาอ่านข้อมูล ประจุที่ถูกสะสมเอาไว้ในแต่ละ pixel จะถูกส่งต่อไปเป็นทอดๆ ไปยัง pixel ข้างๆ จนถึงตัวเก็บประจุตัวสุดท้าย ซึ่งจะส่งต่อประจุไปยัง charge amplifier ที่ละ pixel ซึ่งจะอ่านประจุที่เก็บได้เป็นรูปของความต่างศักย์ ซึ่งจะทำให้การประมวลผลเป็นภาพต่อไป

8.3 การประมวลภาพถ่ายทางดาราศาสตร์ (Image Processing)

สัญญาณที่อ่านได้จาก CCD ในตอนแรก (Raw Image) ไม่ได้มาจากโฟตอนของวัตถุที่เราต้องการสังเกตเพียงอย่างเดียว แต่ประกอบขึ้นด้วยสัญญาณรบกวน (noise) และสัญญาณอื่นๆ ที่ไม่ต้องการอีกมาก ซึ่งก่อนจะนำภาพที่ได้ไปวิเคราะห์ทางดาราศาสตร์ต่อไปนั้น เราจำเป็นต้องทำการประมวลภาพ (Image Processing) เสียก่อน (รูปที่ 8.3)

8.3.1 Dark Frame

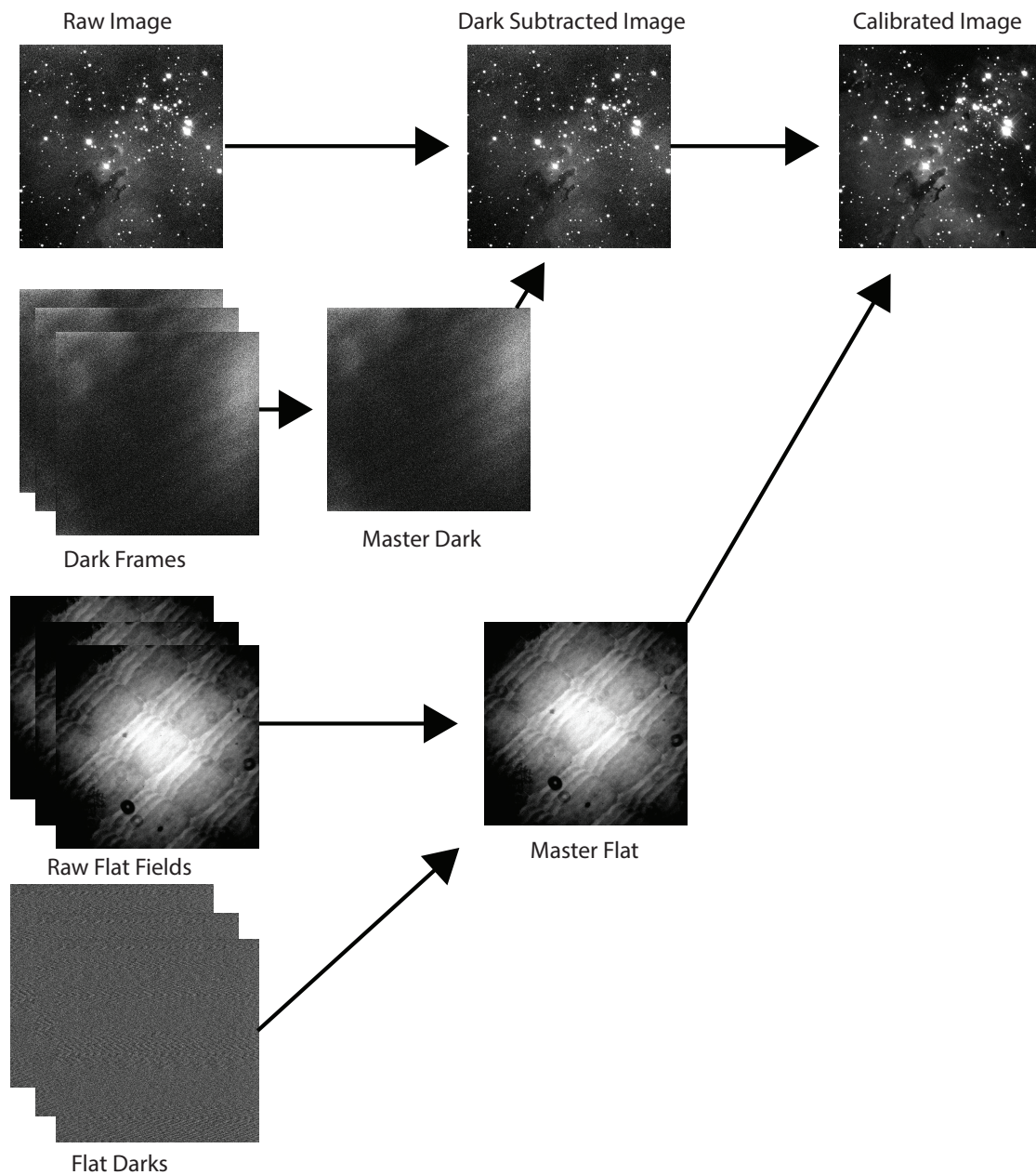
หากเราปิดหน้ากล้อง ไม่ให้ CCD ได้รับสัญญาณรบกวนใดๆ ทั้งสิ้น เราจะพบว่า สัญญาณที่ตรวจวัดได้กลับไม่เป็นศูนย์ และ มักจะเป็น pixel เดิมๆ ที่ตรวจพบสัญญาณ สัญญาณเหล่านี้มักจะเกิดขึ้นจากระบบอิเล็กทรอนิกส์ภายในกล้อง การทำงานของเครื่องมือ อุณหภูมิที่เกิดขึ้นจากการทำงาน ฯลฯ ในบางครั้งเราเรียกสัญญาณเหล่านี้ว่า thermal noise

หากเราถ่ายภาพตามปกติ เราก็จะได้สัญญาณเหล่านี้เข้ามารบกวนด้วย ดังนั้นก่อนที่เราจะนำภาพไปประมวลผลใดๆ เราต้องลบสัญญาณรบกวนในแต่ละ pixel เสียก่อน ในทางปฏิบัติ เราทำโดยการถ่ายภาพโดยปิดหน้ากล้องทิ้งเอาไว้ ด้วยเวลาการเปิดรับแสงเท่ากับภาพที่ถ่าย ณ สภาพแวดล้อมและอุณหภูมิของ CCD ที่ใกล้เคียงกัน เราเรียกภาพที่ถ่ายในลักษณะการปิดหน้ากล้องนี้ว่า Dark Frame หากเราถ่ายภาพ Dark Frame ที่ความยาวในการเปิดหน้ากล้องเท่ากันหลายๆ รูป เราสามารถนำมารวมกันเพื่อเพิ่มความแม่นยำของ Dark Frame ได้ โดยรวมกันเป็น Master Dark

ภาพ Raw Image ที่หักลบด้วย Master Dark นี้ เราเรียกว่า Dark Subtracted Image

8.3.2 Flat Field

นอกจาก Dark Frame แล้ว เราพบว่าหากเราถ่ายภาพพื้นผิวที่ขาวสว่างเท่ากันหมด ภาพที่ได้ อาจจะไม่สว่างเท่ากันหมดอย่างแท้จริง ปรากฏการณ์นี้เกิดจากสัมประสิทธิ์ของการรับแสง หรือ ความไวแสงของ CCD ในแต่ละ pixel ที่ไม่เท่ากัน ซึ่งอาจเกิดจากฝุ่นละอองที่จับบนเลนส์หรือ CCD เกิดจาก defect ในตัว CCD เอง เราคาดคิดของระบบเลนส์และทัศนอุปกรณ์ การสะท้อน



รูปที่ 8.3: กระบวนการประมวลผลภาพถ่ายทางดาราศาสตร์: เริ่มจากภาพที่ได้ (Raw Image) ลบด้วย Master Dark (เกิดจากการรวมภาพ Dark Frames หลายๆภาพ ที่ถ่ายด้วยเวลาเปิดหน้ากล้องเท่ากับ Raw Image) จะได้ Dark Subtracted Image จากนั้นนำ Dark Subtracted Image มารดด้วย Master Flat (ได้จากการรวมภาพ Raw Flat Fields หลายๆรูป ลบด้วย Flat Darks) จึงจะได้ภาพสุดท้าย (Calibrated Image)

ภายในตัวเลนส์ ฯลฯ ที่ทำให้แสงมีการกระจายตัวลงบน CCD ไม่เท่ากันทุก pixel²

ด้วยเหตุนี้ เราจึงจำเป็นต้องถ่าย Flat Field เพื่อเทียบและ Calibrate แต่ละ pixel ตามสัมประสิทธิ์ในการรับแสงของแต่ละ pixel โดยการถ่าย Flat Field นี้จำเป็นต้องทำใหม่ทุกครั้งในแต่ละวัน เพราะฝุ่นละออง ฯลฯ ที่อยู่บนกล้องอาจจะต่างกันไปในแต่ละวัน

การถ่าย Flat Field มักจะทำในช่วงรุ่งเช้าหลังจากการถ่ายภาพทั้งคืนได้เสร็จสิ้นลง โดยการหันกล้องไปบริเวณที่มีความสว่างสม่ำเสมอ (เช่น จากฉากภายในหอดูดาวที่ให้ความสว่างสม่ำเสมอด้วยหลอดไฟ) การถ่าย Flat Field ไม่จำเป็นต้องใช้เวลาเปิดหน้ากล้องให้สัมพันธ์กันกับเวลาเปิดหน้ากล้องในการถ่ายภาพจริง แต่เราต้องการหาเพียงค่าสัมประสิทธิ์ในการรับแสงของแต่ละ pixel เท่านั้นเอง โดยก่อนจะนำภาพ Flat Field ไปใช้ได้ เราควรจะมีการถ่ายภาพ Flat Field หลายๆ ภาพ และหักลบด้วย Flat Dark ซึ่งก็คือกระบวนการถ่ายภาพ Dark Frame สำหรับ Flat Field (ที่ความยาวการเปิดหน้ากล้องและสภาพแวดล้อมอื่นๆ ใกล้เคียงกัน) นั่นเอง ภาพที่รวม Flat Field หักลบด้วย Flat Dark นี้ เรียกว่า Master Flat

เนื่องจากภาพ Master Flat คือค่าสัมประสิทธิ์ในการรับแสงของแต่ละ pixel บน CCD หากเราหารค่าความเข้มแสงที่วัดได้ในแต่ละ pixel ของ Dark Subtracted Image ด้วย Master Flat แล้ว เราก็จะได้ภาพสุดท้ายเป็น Calibrated Image ซึ่งได้แสงที่ลบสิ่งแปลกปลอมที่เกิดจากระบบภายในกล้องทิ้งไปได้มากที่สุด³

เราอาจเขียนสมการของแสงที่วัดได้ในแต่ละ pixel สำหรับ Calibrated Image (CI) ดังนี้

$$CI = \frac{RI - DI}{FI - FD}$$

เมื่อ RI = Raw Image, DI = Dark Image, FI = Flat Image, FD = Flat Dark

8.3.3 Signal to Noise Ratio (SNR)

เราจะพบว่า ถึงแม้ว่าเราจะลบสัญญาณรบกวนที่อยู่คงที่ (fixed-pattern noise) ออกไปหมดแล้ว ภาพบริเวณท้องฟ้าที่ว่างเปล่าที่ได้ก็ยังคงตรวจพบสัญญาณรบกวน (noise) สัญญาณรบกวนนี้

²ปรากฏการณ์หนึ่งที่เราเห็นได้บ่อยๆ ในการถ่ายภาพ คือการที่ขอบๆ ภาพมีสีมืดลงไปตามขอบวงกลมของเลนส์ เรียกว่า vignetting ซึ่งสามารถแก้ได้โดยการเฉลี่ยใหม่ในแต่ละ pixel ด้วยการหารแต่ละ pixel ด้วย Master Flat

³ในธรรมชาติ การมองเห็นของเราก็มีการทำ flat field correction เช่นกัน แสงที่ตกลงบนเรตินาในตาเรานั้น แท้จริงแล้วไม่ได้มีความเข้มเท่ากันทุกที่ เนื่องจากการเรียงตัวของเซลล์รับแสงในตามีการเปลี่ยนไป โดยเฉพาะในบริเวณที่มีเส้นเลือดไปหล่อเลี้ยง ภาพ flat field ในตาของเราจริงๆ แล้ว จะมีภาพของเส้นเลือดในเรตินาอยู่ ซึ่งสมองของเราได้ทำ image processing ลบออกไปโดยอัตโนมัติโดยที่เราไม่รู้ตัว

ในทางดาราศาสตร์มักจะเรียกกันว่า พื้นหลัง (background)⁴

Background ในทางดาราศาสตร์มาจากหลายแหล่ง ตั้งแต่แสงที่สะท้อนไปมาจากในตัวอุปกรณ์เอง แสงที่กระเจิงอยู่ในชั้นบรรยากาศ (Airglow) หรืออาจจะเกิดจากดาวเคราะห์น้อย กาแล็กซีขนาดเล็ก ฝุ่นในระบบสุริยะ ฝุ่นในทางช้างเผือก รังสีคอสมิก (Cosmic Ray) รังสีไมโครเวฟพื้นหลัง (Cosmic Microwave Background) ฯลฯ

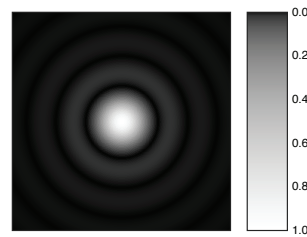
สาเหตุหนึ่งที่เราไม่สามารถลบสัญญาณรบกวนนี้ได้ เช่นกระบวนการ Image Processing เบื้องต้น เป็นเพราะว่า background นี้มีลักษณะที่เกิดขึ้นโดยสุ่ม และไม่เกิดขึ้นซ้ำที่เดิมเสมอ แต่ด้วยเหตุที่สัญญาณที่เกิดขึ้นโดยสุ่มนี้เอง ทำให้เราสามารถลดผลกระทบของสัญญาณรบกวนแบบสุ่มได้ โดยการเพิ่มเวลาในการรับภาพ

สมมติว่าเรากำลังสังเกตดาวดวงหนึ่ง สัญญาณที่ได้บนบริเวณที่มีดาวจะมาจากตัวดาวหรือข้อมูลจริงๆ (signal) และมาจากพื้นหลัง (noise) เนื่องจาก noise มีลักษณะที่เกิดขึ้นโดยสุ่ม เราจะได้ noise ทั้งในบริเวณที่มีและไม่มีดาวอยู่ในปริมาณที่เท่ากัน แต่หากว่า signal ที่เราได้รับ มีอัตราส่วนที่น้อยมาก เมื่อเทียบกับ noise เราเรียกอัตราส่วนนี้ว่า Signal to Noise Ratio (SNR หรือ S/N) เมื่อ S/N มีค่าน้อย ก็เป็นการยากที่จะแยกสัญญาณ ออกจากสัญญาณรบกวน

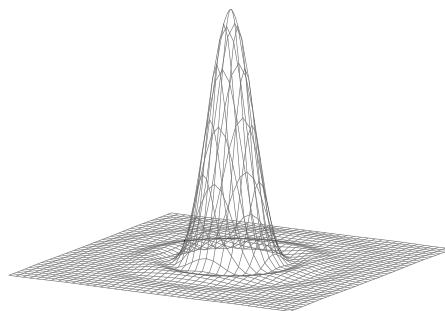
หากเราเปิดหน้ากล้องนานขึ้น ทุกส่วนของภาพก็จะได้ noise เพิ่มขึ้นไปเท่าๆกัน แต่ว่าบริเวณที่มีดาวอยู่จะได้ signal มากกว่าส่วนอื่นๆ ที่ไม่มีแหล่งกำเนิดแสง ถึงแม้ว่า noise จะเพิ่มขึ้น แต่ว่า signal ก็เพิ่มขึ้นในปริมาณที่มากกว่า เท่ากับว่าเราจะได้ S/N ของวัตถุนั้นที่เพิ่มมากขึ้น ทำให้สามารถสังเกตวัตถุนั้นได้ง่ายขึ้น

ในทางทฤษฎีแล้ว เราย่อมที่จะอยากให้ S/N มีค่ามากที่สุดเท่าที่จะเป็นไปได้ แต่ในทางปฏิบัติเราไม่สามารถเปิดหน้ากล้องสำรวจวัตถุหนึ่งโดยใช้ระยะเวลาเป็นอนันต์ได้ เราจึงจำเป็นต้องพยายามหา exposure time ที่จะได้ค่า S/N ที่เหมาะสมกับการสำรวจของเรามากที่สุดอยู่เสมอ สำหรับวัตถุที่อยู่นิ่งและไม่เปลี่ยนแปลง เราอาจจะลองถ่ายภาพเบื้องต้นดูสักรูป และหาก S/N ที่ได้น้อยเกินกว่าเป็นที่น่าสนใจ เรายังสามารถถ่ายภาพเพิ่มเติมและนำมา stack กันเพื่อเพิ่ม S/N ได้ภายหลัง

⁴ในความเป็นจริงแล้ว แม้กระทั่งตาของเราก็สามารถมองเห็น background ได้เช่นกัน ลองปิดตาและพยายามสังเกต เราอาจจะรู้สึกว่ามีอะไรบางอย่างนอกเหนือจากความมืด แต่หากเราสังเกตดูให้ดีแล้ว เราจะพบว่า แม้ในความมืดนี้ ก็ยังมีจุดสีออกน้ำตาลวิ่งไปวิ่งมาคล้ายกับสัญญาณรบกวนบนจอทีวีเมื่อไม่มีสัญญาณเข้า



รูปที่ 8.4: Point Spread Function ในสองมิติ



รูปที่ 8.5: Surface Plot แสดงพื้นผิวและความเข้มของ Airy Disk

8.4 Point Spread Function (PSF)

ในดาราศาสตร์ เราพบว่าแหล่งกำเนิดแสงเป็นจำนวนมาก จะเป็นแหล่งกำเนิดแสงแบบจุดเดี่ยว (point source) เนื่องจากวัตถุบนท้องฟ้ามีระยะทางที่ไกลมาก จึงไม่สามารถสังเกตเห็นขนาดเชิงมุมได้ อย่างไรก็ตาม ถึงแม้ว่าแหล่งกำเนิดแสงจะเป็นเพียงจุดเดี่ยว เราจะพบว่าแสงที่ตกกระทบบนเลนจักษ์กลับไม่เป็นในรูปของจุดเดี่ยว แต่กลับตกลงบนฉากในรูปของ Point Spread Function (PSF) ในสองมิติบนระนาบของภาพนั้น เรารู้จัก PSF กันอีกในชื่อหนึ่งคือ Airy Pattern หรือ Airy Disk (รูปที่ 8.4 และ 8.5)

การที่แสงจาก point source มีการกระจายตัวออกเป็น PSF นี้เอง เป็นสาเหตุว่าทำไมกล้องดูดาวจึงมีขีดจำกัดของ angular resolution มากที่สุดที่จะเป็นไปได้ทางทฤษฎีเท่ากับ diffraction limit (บทที่ 4.3.1) ซึ่งขึ้นอยู่กับความยาวคลื่น และขนาดของรูรับแสง ทั้งหมดนี้เป็นเพราะว่า หากแหล่งกำเนิดแสงสองจุดอยู่ห่างออกจากกันน้อยกว่า diffraction limit แล้ว point spread function จากแหล่งกำเนิดแสงทั้งสองจะเริ่มกลืนทับกัน จนไม่สามารถแยกแยะรายละเอียดออกจากกันได้

8.4.1 Full Width at Half Maximum (FWHM)

เนื่องจาก PSF เป็นฟังก์ชันที่มีลักษณะแผ่ออกไปเป็นวงกว้าง และในทางทฤษฎีแล้วจะสามารถแผ่ออกไปไม่มีที่สิ้นสุด การนิยามระยะทางหนึ่งเพื่อจะบอกถึงขอบเขตของ PSF ที่เราสนใจจึงมีประโยชน์อย่างยิ่ง ในทางดาราศาสตร์นั้น นิยามที่มักจะใช้กันอย่างแพร่หลายคือ Full Width at Half Maximum (FWHM)

FWHM คือ ขอบเขตของฟังก์ชันที่มีค่าความเข้มไม่ต่ำกว่าครึ่งหนึ่งของค่าสูงสุดของฟังก์ชันนั้นๆ หรือพูดง่ายๆ ก็คือ หากเราวัดค่าสูงสุดของ PSF แล้ว ขอบเขต FWHM จะเป็นบริเวณวงกลมที่มีความเข้มของแสงอย่างน้อยครึ่งหนึ่งของค่าสูงสุด หากเปรียบเป็นภูเขาสักลูกหนึ่ง FWHM ของภูเขาก็คือพื้นที่บริเวณที่มีความสูงอย่างน้อยครึ่งหนึ่งของยอดเขา

นอกจากนี้ การที่แสงไม่ได้ตกลงบนจุดเดี่ยวๆ แต่กลับกระจายตัวออกเป็นวงกว้างนี้ ทำให้การวัดความเข้มของแสงซับซ้อนยิ่งขึ้น เนื่องจากแสงไม่ได้ตกลงบน pixel เดียวบน CCD แต่เนื่องจากว่า แหล่งกำเนิดแสงทุกความเข้มของแสง มีการกระจายตัวของแสงเป็น PSF เหมือนกัน ถึงแม้ว่าความเข้มสูงสุดบริเวณกึ่งกลางจะไม่เท่ากัน แต่ยังคงมี FWHM และลักษณะการกระจายของแสง ที่คล้ายคลึงกัน

จากหลักการนี้ ทำให้เราสามารถเปรียบเทียบความเข้มของแสงของแหล่งกำเนิดแสงสองแหล่งได้ หากเราวัดวงกลมที่รัศมีหนึ่งจากศูนย์กลางของ PSF และเรารวมความเข้มของแสงทั้งหมดที่สามารถวัดได้ภายในวงกลมนั้น อัตราส่วนของความเข้มแสงที่วัดได้จากวงกลมรอบแหล่งกำเนิดแสงสองแหล่ง ย่อมที่จะเท่ากับอัตราส่วนของความสว่างของแหล่งกำเนิดแสงทั้งสอง หลักการนี้ทำให้นำไปสู่การเปรียบเทียบความสว่างของดาวได้ โดยเรียกว่าเทคนิค Aperture Photometry

8.5 Aperture Photometry

ในการจะวัด flux จากดาวดวงหนึ่งนั้น เราไม่สามารถวัดได้จากเพียง flux ใน pixel ที่สว่างที่สุดดังที่กล่าวไปแล้วเบื้องต้น ในทางทฤษฎี เราจะทราบ flux ทั้งหมดได้จากการรวม flux ทั้งหมดที่เกิดขึ้นจาก PSF ของดาว แต่ในทางปฏิบัติแล้ว เราจะสามารถประมาณค่า flux ที่มาจากดาวดวงหนึ่ง ได้จากการรวม flux ในวงกลมที่มีรัศมีค่าหนึ่งจากศูนย์กลางของ PSF เราเรียกววงกลมนี้นี้ว่า Aperture

ในทางปฏิบัติ ขนาดของ Aperture ที่เหมาะสมควรจะอยู่ที่ประมาณ 1.5 ถึง 2.0 เท่าของ FWHM⁵ เพื่อที่จะได้เก็บส่วนที่มีค่าความเข้มสูงของ PSF ได้เกือบทั้งหมด แต่ไม่มากเกินไปจน

⁵เนื่องจากดาวที่สว่างมากกว่า จะมีทั้ง peak และฐานของ PSF ที่สูงกว่า ดังนั้น FWHM จึงไม่เปลี่ยนไปมาก

ไปจนจะไปทับกับ PSF ของดาวที่เราไม่ต้องการ นอกไปจากนี้เรายังมีความจำเป็นที่จะต้องหักออกด้วยความเข้มของท้องฟ้าเบื้องหลัง เราสามารถหาความเข้มของท้องฟ้าเบื้องหลังได้จากการตีวงแหวนรอบๆ Aperture เรียกว่า Annulus โดยที่ Annulus ที่ดี ควรจะมีระยะห่างไกลจาก Aperture พอสมควร เพื่อที่ PSF จะได้ไม่มีค่าเพียงพอที่จะทำให้ความสว่างของท้องฟ้าที่วัดได้เกิดความคลาดเคลื่อน โดยค่าที่เหมาะสมของ Annulus ควรจะอยู่ระหว่างประมาณ 4-5 เท่าของ Aperture สำหรับขอบวงแหวนด้านใน ไปจนถึง 6-7 เท่า สำหรับขอบวงแหวนด้านนอก

การวัด Annulus นี้ ทำไปเพื่อหาความสว่างพื้นหลังเพื่อนำไปลบออกจาก PSF ที่วัดได้ใน Aperture สำหรับความสว่างของพื้นหลังอาจแทนได้โดยใช้วิธีหาค่าเฉลี่ยของความเข้มแสงใน Aperture หรืออาจใช้ค่าฐานนิยม (mode) ค่าเฉลี่ย (mean) หรือมัธยฐาน (median) โดยที่ค่ามัธยฐานจะมีข้อดีตรงที่สามารถกำจัดผลของ pixel บาง pixel ใน Annulus ที่อาจจะมีดาวสว่างติดมาอยู่บ้าง

หมายเหตุ: ขอบเขตเหล่านี้เป็นเพียงค่าโดยคร่าวๆ ในความเป็นจริงผู้ใช้ควรจะหาค่าที่เหมาะสมกับงานที่ต้องการใช้ด้วยตนเอง

ทำให้เราสามารถใช้ Aperture เดียวกันเพื่อวัดแสงของดาวที่มีความสว่างไม่เท่ากันได้

บทที่ 9

คู่มือการใช้กล้องดูดาว PROMPT

กล้อง PROMPT (Panchromatic Robotic Optical Monitoring and Polarimetry Telescopes) ตั้งอยู่ที่บริเวณหอดูดาว Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO) (รูปที่ 9.1) ประเทศชิลี เป็นหมวกกล้องโทรทรรศน์อัตโนมัติขนาด 16 นิ้ว จำนวน 8 กล้อง ซึ่งสามารถส่งถ่ายภาพถ่ายทางไกลผ่านอินเทอร์เน็ต ภายใต้การดูแลของ University of North Carolina at Chapel Hill (UNC) ประเทศสหรัฐอเมริกา ตั้งแต่ปี 2553 เป็นต้นมา สดร. ได้ร่วมมือกับโครงการ PROMPT ในการสร้างกล้องโทรทรรศน์ทางไกลอัตโนมัติขนาด 0.6 เมตรที่ CTIO โดยนักดาราศาสตร์ไทยก็สามารถร่วมวิจัยกับ สดร. เพื่อขอใช้เวลากล้อง PROMPT ที่ CTIO ได้

กล้อง PROMPT ใช้ระบบการสั่งงาน online ทั้งหมด สามารถสั่งงานผ่าน web browser ได้ทุกชนิด โดยผู้ใช้งานสามารถ login เข้าไปในระบบคุมกล้อง ที่เรียกว่า Skynet เพื่อระบุวัตถุหรือตำแหน่งที่ต้องการถ่ายภาพและรายละเอียดต่างๆ ตามต้องการ เมื่อกล้องถ่ายภาพเสร็จแล้ว กล้องก็จะทำ image processing และผู้ใช้งานก็สามารถดาวโหลดไฟล์ภาพได้ในรูปแบบ FITS มาตรฐาน

ทั้งนี้ ผู้ที่สนใจจะใช้งานกล้อง PROMPT เพื่อทำงานวิจัย สามารถติดต่อสอบถามการขอใช้เวลากล้อง PROMPT ได้ที่สถาบันวิจัยดาราศาสตร์แห่งชาติ (องค์การมหาชน)

9.1 ข้อมูลเบื้องต้น

- Skynet สำหรับสั่งกล้อง PROMPT อยู่ที่เว็บ <http://skynet.unc.edu/index.php> ใส่ข้อมูล login ทางด้านซ้ายมือเพื่อเข้าสู่ account ที่ต้องการใช้
- กล้อง PROMPT มี 8 กล้อง เรียกว่า PROMPT 1 ถึง PROMPT 8 รายละเอียดอุปกรณ์ในแต่ละกล้องสามารถอ่านได้ที่ <http://skynet.unc.edu/index.php?selection=telescopes>



รูปที่ 9.1: กล้อง PROMPT ที่หอดูดาว CTIO

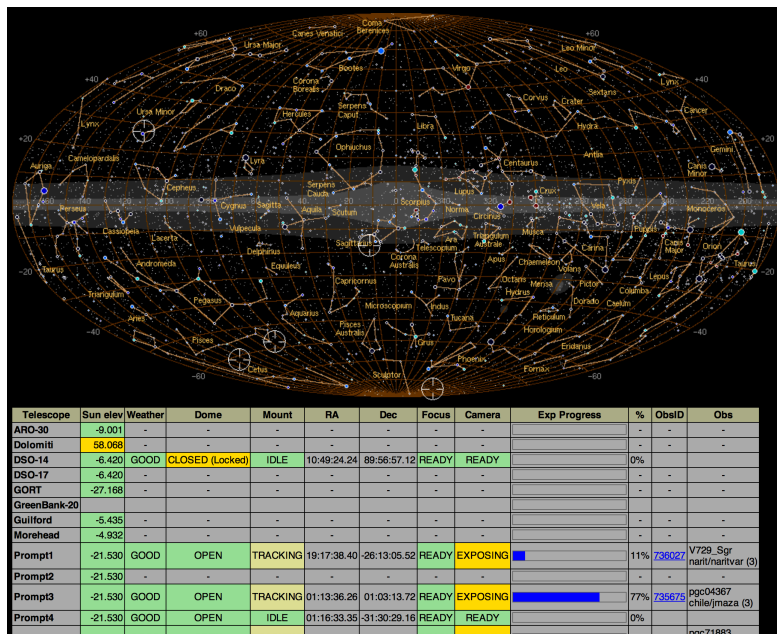
- กล้องของสดร. คือกล้อง PROMPT 8 ทั้งนี้ ในบางครั้งเราอาจจะสามารถขอใช้กล้อง PROMPT อื่นในระบบ Skynet ได้ รายละเอียดให้สอบถามได้ที่สดร.
- หอดูดาว CTIO อยู่ที่พิกัด $30^{\circ}10'9''\text{S}$ $70^{\circ}48'21''\text{W}$ ความสูง 2,200 เมตร (IAU Observatory Code: 807)

9.2 Skynet Live

เป็นเพจแสดงสถานะของกล้องต่างๆ ที่ควบคุมโดยระบบ Skynet รวมทั้งกล้อง PROMPT (รูปที่ 9.2) ผู้ใช้สามารถเข้าสู่เมนู Skynet Live โดยคลิกที่ลิงค์ทางด้านซ้ายมือของหน้าจอ Skynet หรือเข้าที่ <http://skynet.unc.edu/live/> เพจนี้จะแสดงถึงแผนที่ท้องฟ้าด้วยพิกัดกาแล็กซี พร้อมทั้งตำแหน่งของกล้องๆ ต่างๆ ในปัจจุบัน ตารางด้านล่างจะแสดงถึงกล้องต่างๆ ในระบบ Skynet และสถานะในปัจจุบันพร้อมทั้งชื่อวัตถุและลิงค์ไปสู่งานที่กำลังดำเนินการอยู่ในกล้องนั้นๆ

9.2.1 คำอธิบายสถานะต่างๆ

- Telescope = ชื่อกล้อง กล้องในระบบที่เราจะใช้งานคือกล้อง PROMPT 1 ถึง 8 ซึ่งตั้งอยู่ในบริเวณ CTIO
- Sun elev = ความสูงของดวงอาทิตย์จากขอบฟ้า งานดาราศาสตร์มักต้องรอให้ดวงอาทิตย์ตกกลับขอบฟ้าไปแล้วมากกว่า 18 องศา (Sun elev = -18) ซึ่งเรียกว่า Astronomical Twi-



รูปที่ 9.2: หน้าจอแสดงผล Skynet Live

light

- Weather = สภาพอากาศ หากสภาพอากาศไม่ดี เช่น มีฝนตกหรือลมแรง แถบนี้จะเป็นสีแดงและเขียนว่า BAD
- Dome = สถานะของโดมว่าเปิดหรือปิดอยู่
- Mount = สถานะของฐานตั้งกล้องว่ากำลังตามดาว (TRACKING) กำลังหมุนไปยังตำแหน่งใหม่ (SLEWING) หรืออยู่กับที่ (IDLE)
- RA, Dec = Right Ascension และ Declination ของตำแหน่งที่กล้องกำลังสังเกต
- Focus = สถานะของโฟกัส หากอยู่ในตำแหน่งที่คมชัดดีแล้วจะปรากฏว่า READY
- Camera = สถานะของกล้อง CCD หากกำลังถ่ายภาพจะปรากฏว่า EXPOSING หากพร้อมถ่ายภาพจะปรากฏว่า READY

- Exp Progress % = แถบสถานะของภาพที่กำลังถ่ายอยู่
- ObsID = Observation ID ของงาน
- Obs = ชื่อผู้สังเกต เลขในวงเล็บข้างหลังคือ priority

9.3 ระบบ Priority

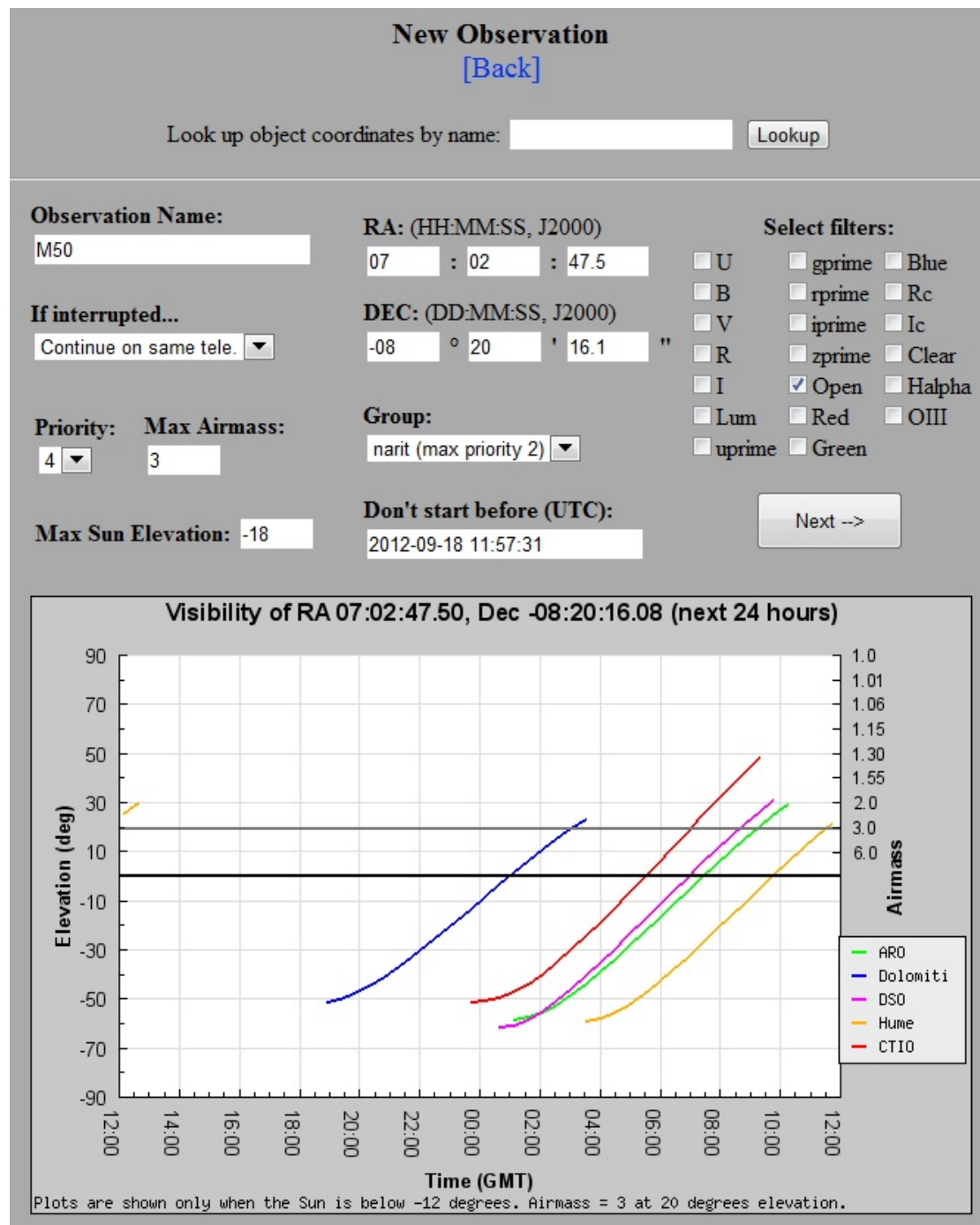
ระบบส่งคำสั่งขอสังเกต (Observation request) ของกล้อง PROMPT จะเรียงลำดับความสำคัญตาม priority ที่ผู้ใช้ได้สั่งไว้ ระดับ priority สูงที่สุด คือ 1 จะใช้สำหรับสังเกตการระเบิดรังสีแกมมา (Gamma Ray Burst หรือ GRB) และ Target of Opportunity (ToO) ซึ่งสั่งโดยข้อมูลการค้นพบ GRB ใหม่ จากดาวเทียม เช่น Swift หรือ Fermi เท่านั้น นั่นคือระดับ priority ที่สูงที่สุดที่ผู้ใช้สามารถสั่งได้คือระดับ 2 ในการใช้งานทั่วไป การติดตามถ่ายภาพวัตถุที่มีหน้าต่าเวลาที่ถ่ายได้จำกัด เช่น ดาวแปรแสง หรือดาวเคราะห์น้อย มักจะใช้ priority ที่ระดับ 3 และสำหรับวัตถุที่ไม่มีข้อจำกัดด้านเวลา ให้ใช้ priority ที่ระดับ 4 เป็นต้นไป

ทั้งนี้ ผู้ใช้ควรติดต่อกับสตร. เพื่อทราบถึงระดับ priority ที่เหมาะสมแก่งานที่ต้องการใช้

9.4 Observation Manager

ผู้ใช้งานสามารถเข้าสู่หน้าจอ Observation Manager ได้ทางเมนูด้านบนของ Skynet หน้าจอนี้จะแสดงถึงงานต่างๆ ที่ได้เคยมีการสั่งเอาไว้ สามารถดาวน์โหลดภาพที่ถ่ายเสร็จแล้ว พร้อมทั้งส่งงานใหม่ได้ที่นี้

My Observations/My Group Observations จะแสดงถึงงานที่เคยได้มีการสั่งไว้ด้วย login นั้นๆ My Group Observation จะแสดงถึงงานของ login อื่นๆ ในกลุ่มเดียวกันด้วย หากคลิกเข้าไปที่งานใดๆ จะสามารถดูรายละเอียดการวางตารางถ่ายภาพของงานนั้นๆ สถานะในปัจจุบัน พร้อมทั้งสามารถดาวน์โหลด FITS/JPEG ทั้ง RAW และที่ผ่านการ image processing แล้วได้อีกด้วย¹



รูปที่ 9.3: หน้าจอ Add Observation บนระบบ Skynet

9.4.1 Add Observation

ผู้ใช้งานสามารถสั่งงานและวางตารางถ่ายภาพเพิ่มเติมได้โดยการคลิกที่ปุ่ม Add Observation ด้านบนของเพจ Observation Manager เพื่อเข้าสู่หน้าจอ Add Observation (รูปที่ 9.3)

- **New Observation** หน้าแรกของ Observation Manager จะแสดงถึงตำแหน่งหรือวัตถุที่เราต้องการจะถ่ายภาพ เวลาเริ่มถ่าย พร้อมทั้ง filter ที่ต้องการใช้
 - **Look up object coordinates by name** หากวัตถุที่ต้องการถ่ายเป็นวัตถุที่มีชื่อเฉพาะ เช่น M37, Ceres, NGC1097 ฯลฯ สามารถใส่ชื่อลงไปได้โดย Skynet จะหาพิกัดจากฐานข้อมูล หากวัตถุที่ระบุชื่อเป็นวัตถุที่สามารถเคลื่อนที่ได้ Skynet จะทำการติดตามและเลื่อนพิกัดตามเวลาที่ถ่ายโดยอัตโนมัติ เช่น การถ่ายภาพเคราะห์น้อย ทั้งนี้ ดาวหาง และวัตถุที่ค้นพบใหม่ อาจจะไม่อยู่ในส่วนหนึ่งของฐานข้อมูล ที่ทำการค้นหาได้
 - **Observation Name** ใส่ชื่อการสังเกตลงในที่นี้ การตั้งชื่อควรใช้ชื่อที่สามารถบอกสิ่งที่สังเกตได้ชัดเจน ชื่อที่ตั้งจะมีประโยชน์ในการค้นหาในภายหลังพร้อมทั้งเป็นส่วนหนึ่งของชื่อไฟล์ FITS ที่ได้เมื่อการถ่ายเสร็จสิ้นลง พยายามเลี่ยงการใช้ช่องว่างในชื่อ เพราะจะทำให้ชื่อไฟล์ภาพมีช่องว่างและอาจเป็นปัญหาได้ แต่ให้ใช้ under-score แทน

ลักษณะชื่อที่เหมาะสม เช่น “BC_Eri” “SN_2012ac” “C2012_A3” “NGC5139_V_60s” เป็นต้น (หมายเหตุ: ห้ามใช้ชื่อภาษาไทย)
 - **RA, Dec** พิกัดของตำแหน่งบนท้องฟ้าที่ต้องการสังเกต โดยพิกัดจะใช้นิยามพิกัดศูนย์สูตรฟ้าแบบ J2000 และในรูปแบบ HH:MM:SS DD:MM:SS หากเรา search หาวัตถุผ่านทาง Look up object coordinates by name พิกัดนี้จะถูกใส่ให้โดยอัตโนมัติ ทั้งนี้ควรตรวจทานเพื่อความรอบคอบ
 - **Select Filters** ประเภทของ filter ที่ต้องการใช้ เช่น หากต้องการถ่ายเพื่อทำภาพสี ให้เลือก Red, Green, Blue หากต้องการทำ Photometry ที่ R band ให้เลือก R หากต้องการเพียงภาพหรือตำแหน่งของวัตถุที่มีความสว่างไม่มากสามารถเลือกใช้ Lum
 - **Priority** ซึ่งก็คือ Priority ในการถ่ายภาพ เนื่องจากกล้องจะให้งานที่มี Priority มาก่อน (ตัวเลขน้อย) ถ่ายก่อนเสมอ หากงานที่ต้องการเป็นงานที่มีความเร่งด่วน

¹นอกจากนี้ ยังสามารถดาวน์โหลดไฟล์ต้นแบบสำหรับทำ Calibration ทั้ง Dark frame และ Flat frame ได้อีกด้วย

หรือมีหน้าต่างเวลาที่สามารถถ่ายภาพได้ค่อนข้างจำกัด ให้เลือก Priority 3 ในทางกลับกันหากงานที่ใช้ไม่มีความจำเป็นในเรื่องของเวลา เช่น หากต้องการถ่ายภาพกาแล็กซีที่ไม่มีการเปลี่ยนแปลงควรเลือก Priority 4-5 เพื่อให้งานอื่นที่มีความจำเป็นมากกว่าได้มีโอกาสถ่ายในช่วงเวลาที่จำกัด

- **Max Airmass, Max Sun Elevation** ตัวกำหนดว่ากล้องจะหยุดถ่ายเมื่อวัตถุลดลงต่ำใกล้ขอบฟ้าเพียงใด/เมื่อดวงอาทิตย์อยู่ใกล้ขอบฟ้าเพียงใด ค่าปรกติจะตั้งไว้ที่ $\text{Max Airmass} = 3$ $\text{Max Sun Elevation} = -18$ ในกรณีทั่วไปไม่มีความจำเป็นต้องเปลี่ยนค่านี้
- **Dithering** เป็นการบอกให้กล้องทำการส่ายบ้างเล็กน้อย ในกรณีที่ต้องการถ่ายภาพซ้ำตำแหน่งเดิมหลายๆ ภาพ เพื่อลดความเสี่ยงที่อาจจะเกิดจาก pixel ที่ไม่ดีของ CCD ในงานที่จำเป็นต้องนำหลายๆ ภาพไป stack กันอยู่แล้ว อาจจะเลือกตัวเลือกนี้เอาไว้
- **Visibility** หลังจากได้ใส่พิกัดแล้ว ตารางบริเวณด้านล่างของหน้าจอ New Observation จะแสดงกราฟ Elevation (ความสูงจากขอบฟ้า) เทียบกับเวลามาตรฐาน โดยจะแสดงเฉพาะช่วงเวลาที่ดวงอาทิตย์ลับขอบฟ้า ตารางนี้จะมีประโยชน์มากในการบอกว่าวัตถุหรือพิกัดที่เราต้องการสังเกตจะพ้นขอบฟ้าเกิน Airmass 3.0 ช่วงเวลาใดบ้าง หากพิกัดนั้นไม่พ้นขอบฟ้าเลยแสดงว่าพิกัดนั้นอาจจะไม่เหมาะสมต่อการสังเกตจากตำแหน่งหอดูดาวนี้/ฤดูนี้
- **Choose Acceptable Telescope** แสดงกล้องที่เราต้องการให้ทำงานที่ระบุไว้ในขั้นตอนที่แล้ว โดยรายชื่อกล้องที่สามารถถ่ายได้อาจจะเปลี่ยนไปตามประเภท filter ที่ระบุ สามารถเลือกกล้องพร้อมกันได้มากกว่าหนึ่งตัว โดย Skynet จะเลือกกล้องตัวที่มีคิวว่างตามเงื่อนไขที่กำหนดไว้จากรายชื่อกล้องที่ระบุ
- **Add Exposure** ตั้งค่าการเปิดหน้ากล้อง มีข้อมูลที่ต้องระบุดังต่อไปนี้
 1. Num Exps - จำนวนในการเปิดหน้ากล้อง เช่น หากต้องการถ่ายเพียงภาพเดียวให้ตั้งค่า Num Exps=1 หากต้องการถ่าย 3 ภาพและนำมา stack กันให้ตั้งค่า Num Exp=3
 2. Duration - เวลาในการเปิดหน้ากล้องในหน่วยวินาทีต่อการเปิดหน้ากล้องหนึ่งครั้ง
 3. Filter Ordering - หากระบุ filter ที่ต้องการใช้ไว้มากกว่าหนึ่ง สามารถเลือกการเปิดหน้ากล้องได้เป็น Sequential(B,B,B,V,V,V) หรือ Interleaved(B,V,B,V,B,V) โดยแบบ Sequential จะเหมาะในการทำ stacking เช่น ภาพกาแล็กซีที่มีความสว่าง

น้อย ส่วน Interleaved จะเหมาะในการสังเกตวัตถุแปรแสงในหลายความยาวคลื่น เนื่องจากภาพในแต่ละ filter จะได้รับการถ่ายในเวลาใกล้เคียงกัน

4. Repeat these exposures X time(s) with Y between groups of exposures - ตั้งค่าการหน่วงเวลาของการถ่ายภาพ หากภาพที่ต้องการถ่ายไม่มีความจำเป็นต้องระบุเวลาที่แน่นอน หรือเป็นเพียงการถ่ายเพื่อ stacking ให้ตั้ง Repeat these exposures 1 time แต่หากต้องการวัดการแปรแสงของวัตถุ เช่น ทุกๆ 30 นาทีเป็นเวลา 3 ชม. หรือจำนวน 6 ครั้ง ให้ตั้ง Repeat these exposures 6 times with 30 minutes between groups of exposures.
5. Wait to start job until (UTC) ตั้งค่าเวลาที่จะเริ่มการถ่ายภาพ ในกรณีที่ไม่มีภารกิจจำเป็นต้องติดตามหรือวางแผนถ่ายภาพเป็นระยะ สามารถใช้เวลาปัจจุบันได้ แต่หากงานที่ต้องการถ่ายเป็นงานที่ต้องติดตามเป็นระยะ เช่นการหาคาบในการแปรแสง ควรจะสังเกตเวลาที่วัตถุเริ่มขึ้นพ้นขอบฟ้าหรือถ่ายได้ (โดยอ้างอิงจากกราฟ Visibility ที่แสดงก่อนหน้านี้) และตั้งเวลาเริ่มจากเวลานั้น เวลาที่ใช้อยู่ในหน่วย UT (สามารถดูเวลาปัจจุบันในหน่วย UT ได้ทางด้านซ้ายมือบริเวณ login)
6. Auto-cancel this job after (UTC) ระบุเวลาสิ้นสุดการถ่าย ค่าปกติจะตั้งอยู่ที่เวลาสองอาทิตย์หลังจากส่งงาน หากเลยเวลาที่ระบุเอาไว้แล้วระบบจะทำการยกเลิกงานที่ส่งไว้โดยอัตโนมัติ

Summary หน้าสุดท้ายเป็นการสรุปค่าต่างๆ และรายละเอียดในการสังเกตที่เราได้ตั้งเอาไว้ ตรวจสอบให้เรียบร้อยและกด Confirm เพื่อสั่งงานให้เข้าคิวรอการถ่ายภาพ

9.5 ตัวอย่างในการส่งกล้อง PROMPT

9.5.1 การส่งภาพเดี่ยว

หมายเหตุ: ในการถ่ายภาพแต่ละภาพ วัตถุที่ต้องการศึกษามีความสว่างไม่เท่ากัน ดังนั้นจึงมีเวลาเปิดหน้ากล้องที่เหมาะสมไม่เท่ากัน ดาวสว่างบางดวงอาจจะใช้เวลาเปิดหน้ากล้องเพียง 10s ในขณะที่กาแล็กซีบางประเภทอาจจะต้องใช้เวลาเปิดหน้ากล้องรวมนับสิบนาที

โดยทั่วไปแล้ว เราควรจะเปิดหน้ากล้องนานที่สุดเท่าที่จะเป็นไปได้ โดยที่ภาพที่ได้ยังไม่เกิดการ saturate² ทั้งนี้ ในกรณีที่ต้องเปิดหน้ากล้องนานกว่า 5 นาที (300s) เป็นต้นไป แนะนำให้แบ่งออกเป็นหลายๆ ภาพ และนำมา stack กันในภายหลัง เพื่อลดปัญหาและความเสี่ยงที่อาจ

²สำหรับกล้อง PROMPT ตัว pixel ของ CCD จะมีขีดจำกัดในการดักแสงได้ที่ประมาณ 60000 counts

จะเกิดขึ้น

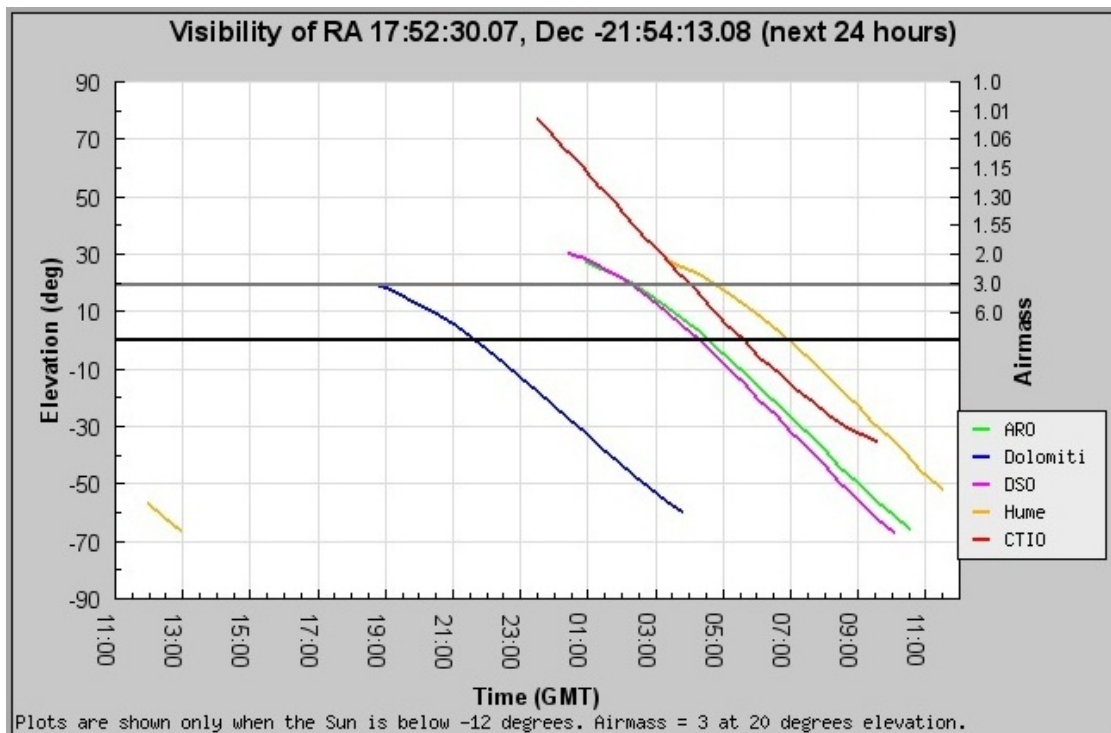
หากไม่แน่ใจระยะเวลาเปิดหน้ากล้องที่เหมาะสม ให้ทดสอบ *exposure* ค่าต่างๆ ทุกครั้ง ก่อนที่จะส่งงานเป็นจำนวนมาก

สำหรับการส่งถ่ายภาพที่ต้องการเพียงภาพเดียว เช่น การถ่ายเพื่อยืนยันตำแหน่งหรือทดสอบ ความสว่างในการเปิดหน้ากล้อง หรือถ่ายภาพกาแล็กซีที่ไม่เกิดการเปลี่ยนแปลง สามารถทำได้ ง่าย โดยขั้นตอนคือ

1. เข้าสู่ Skynet ไปที่หน้า Observation Manager และเลือก Add Observation
2. ในหน้า Add Observation (รูปที่ 9.3) ตั้งชื่องานและระบุพิกัดที่ต้องการถ่าย หากวัตถุที่จะถ่ายเป็นวัตถุที่มีอยู่ในฐานข้อมูลอยู่แล้วสามารถ search หาได้จาก “Look up object coordinates by name:” ตรวจสอบตาราง Visibility เพื่อยืนยันว่าพิกัดที่ระบุสามารถถ่ายได้จากสถานที่และฤดูนี้
3. ระบุ filter และ priority ที่ต้องการ กด Next-> เพื่อไปหน้าถัดไป
4. เลือกกล้องที่ต้องการ กด Next-> เพื่อไปหน้าถัดไป
5. ตั้ง Num. Exps = 1 และตั้งค่าเวลาเปิดหน้ากล้องเป็นวินาทีในช่อง Duration(sec) หากไม่สามารถเปิดหน้ากล้องได้นานพอสามารถแบ่งการเปิดหน้ากล้องเพื่อนำไป stack ภายหลังได้โดยการเพิ่มจำนวน Num. Exps กด Next-> เพื่อไปหน้าถัดไป
6. ตรวจสอบความเรียบร้อยก่อนกด Confirm เพื่อยืนยันการส่งงาน

9.5.2 การตั้งตารางการถ่ายภาพเป็นชุดที่เว้นระยะเวลาสม่เสมอ

งานที่ต้องการถ่ายภาพที่เว้นระยะเวลาสม่เสมอ เช่น การถ่ายภาพวัตถุเพื่อวัดคาบในการแปรแสง สามารถทำได้ในลักษณะที่คล้ายกับการส่งภาพเดี่ยว แต่มีสิ่งที่ควรระวังเพิ่มเติมสองประการ คือ เวลาเริ่มต้น และช่วงระยะในการเว้นเวลาระหว่าง *exposures* ซึ่งควรพิจารณากราฟ *Visibility* ควบคู่ไปด้วย เช่นภาพด้านล่าง



จากกราฟ Visibility จะเห็นว่าวัตถุที่ต้องการถ่ายภาพจะสามารถมองเห็นได้ราวเวลา 00:00 - 04:00 UTC เราจึงจำเป็นต้องระบุตารางเวลาที่จะสั่งเริ่มและสิ้นสุดให้อยู่ในช่วงเวลานี้ ซึ่งเราสามารถระบุตารางเวลาได้ที่ขั้นตอน Add Exposures ดังภาพด้านล่าง

Add Exposures
[\[Back\]](#)

Color Band	Num. Exps	Duration (sec)
Red	1	60

Multiple durations may be specified as a comma-separated list (e.g. 10,20,40)

Repeat these exposures time(s) with minutes between groups of exposures.

Wait to start job until (UTC): Default: now

Auto-cancel this job after (UTC): Default: 2 weeks from now

Format: YYYY-MM-DD HH:MM:SS

ในกรณีดังภาพนี้ เราต้องการถ่ายภาพโดยใช้ filter R³ โดยเปิดหน้ากล้องครั้งละ 60 วินาที เป็นจำนวนหนึ่งครั้ง หลังจากนั้นเราต้องการให้กล้องกลับมาถ่ายที่วัตถุเดิมนี้อีก หลังจากเวลาผ่านไป 20 นาที โดยต้องการให้กลับมาถ่ายเช่นนี้อีก 12 ครั้ง รวมทั้งสิ้นกินระยะเวลา 4 ชั่วโมง โดยเวลาจากเริ่มและสิ้นสุดเป็นเวลาระหว่าง 2012-09-16 00:00:00 (อย่าลืมว่า เวลา 00:00:00 เป็นต้นไปนับเป็นวันใหม่) ถึง 2012-09-16 04:00:00 ซึ่งเป็นช่วงที่ดาวเคราะห์น้อยขึ้นพอดี เสร็จแล้วจึงสามารถกด Next-> และ confirm หลังจากตรวจทานความเรียบร้อยอีกครั้ง

9.5.3 การติดตามผลงานภาพที่ได้ส่งเอาไว้

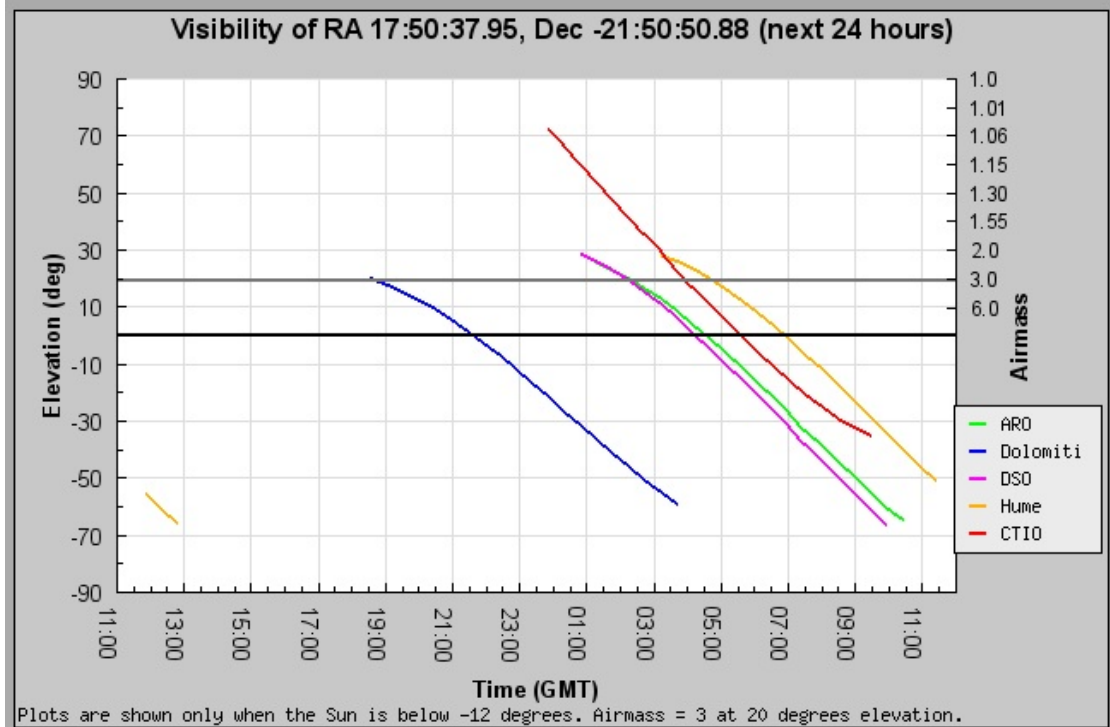
ขั้นตอนการติดตามผลงานเป็นขั้นตอนที่สำคัญ เนื่องจากเราจะได้ทราบว่า ภาพที่เราส่งถ่ายเอาไว้ นั้น ติดปัญหาอะไรหรือไม่ เราได้ภาพที่เราต้องการหรือยัง หรือหากเรามีการส่งงานผิดพลาดอะไร จะได้สามารถแก้ไขได้ทันที่ ในทางที่ดีผู้ใช้ควรจะเช็คและตรวจสอบภาพที่ส่งเอาไว้ อย่างสม่ำเสมอ

การเข้าไปติดตามงาน สามารถทำได้โดยเข้าไปที่ Observation Manager จากนั้นคลิกไปที่ ชื่องานที่เราตั้งชื่อเอาไว้ (หากไม่พบรายชื่อ ให้คลิกบน “My Group Observation”) จากนั้นจึง สามารถดูรายละเอียดของภาพที่ส่งเอาไว้ได้ ดังภาพด้านล่าง

³หากต้องการวัดการแปรแสงมากกว่าหนึ่ง filter ให้เลือก Filter Ordering เป็น interleaved

4	60 s	V	Archived FITS JPEG HDR Processed: FITS JPEG	Prompt4	2012-09-16 01:20:44	Between 9/16 01:20:00 and 9/16 01:40:00
5	60 s	V	Too late	-	Not yet taken	Between 9/16 01:40:00 and 9/16 02:00:00
6	60 s	V	Too late	-	Not yet taken	Between 9/16 02:00:00 and 9/16 02:20:00
7	60 s	V	Too late	-	Not yet taken	Between 9/16 02:20:00 and 9/16 02:40:00
8	60 s	V	Archived FITS JPEG HDR Processed: FITS JPEG	Prompt4	2012-09-16 02:51:51	Between 9/16 02:40:00 and 9/16 03:00:00
9	60 s	V	Archived FITS JPEG HDR Processed: FITS JPEG	Prompt4	2012-09-16 03:00:45	Between 9/16 03:00:00 and 9/16 03:20:00
10	60 s	V	Archived FITS JPEG HDR Processed: FITS JPEG	Prompt4	2012-09-16 03:31:05	Between 9/16 03:20:00 and 9/16 03:40:00
11	60 s	V	Archived FITS JPEG HDR Processed: FITS JPEG	Prompt4	2012-09-16 03:41:11	Between 9/16 03:40:00 and 9/16 04:00:00

<< previous 1 next >>



จากภาพ เราพบว่า หลังจากเวลาผ่านไปกล้องได้ถ่ายภาพตามที่เราวางตารางไว้แล้วเสียแต่สามภาพซึ่งขึ้นว่า “Too late” โดย “Too late” นี้จะแสดงเมื่อกล้องไม่สามารถถ่ายภาพได้ตามหน้าต่างเวลาที่ระบุไว้ เช่น ในกรณีนี้เกิดขึ้นเนื่องจากช่วงเวลานั้นเป็นช่วงที่ค้นพบ Gamma Ray Burst ซึ่งกล้องจำเป็นต้องรับงานที่ priority สูงกว่าจึงไม่สามารถรับงานอื่นที่ส่งไว้ได้ ตัวอย่างนี้แสดงให้เห็นว่าถึงแม้เราจะส่งตารางงานได้ถูกสมบูรณ์แต่ยังสามารถเกิดเหตุการณ์ไม่คาดฝันที่อาจทำให้เราไม่สามารถได้ภาพตามที่ส่งเอาไว้เสมอไป ดังนั้นเราจึงควรที่จะคอยตรวจสอบงานที่ส่งเอาไว้เสมอว่าสามารถถ่ายได้ตามที่ต้องการหรือไม่ หากมีข้อผิดพลาดประการใดจะยังสามารถถ่ายซ่อมหรือแก้ไขได้ทันที

9.5.4 ตัวอย่างที่ผิด

ดังที่กล่าวเอาไว้แล้วว่า เราควรที่จะคอยตรวจสอบงานที่ส่งเอาไว้เสมอ หากว่าเกิดข้อผิดพลาดประการใดจะได้สามารถแก้ไข ปรับปรุงได้ทันที หากเราไม่ระวัง เราอาจจะพบว่าเมื่อเวลาผ่านไปแล้วสามอาทิตย์ ปรากฏว่ากล้องของเราไม่ได้ทำการถ่ายภาพใดๆ เลย หรือถ่ายผิดพลาดมาตลอด ซึ่งนอกจากจะเป็นการเสียโอกาสส่วนตัวไปแล้ว ภาพที่ถ่ายผิดพลาดยังอาจจะไปทำให้ผู้อื่นได้เสียเวลาอันมีคุณค่าของกล้องไปอีกด้วย

ผู้เขียนจึงได้ทำการรวบรวมตัวอย่างบางประการที่ซเกิดขึ้นบ่อยๆ ในการใช้งานของกล้องที่ผิดพลาด เพื่อให้เกิดความเข้าใจในการใช้งานที่ถูกต้องมากยิ่งขึ้น

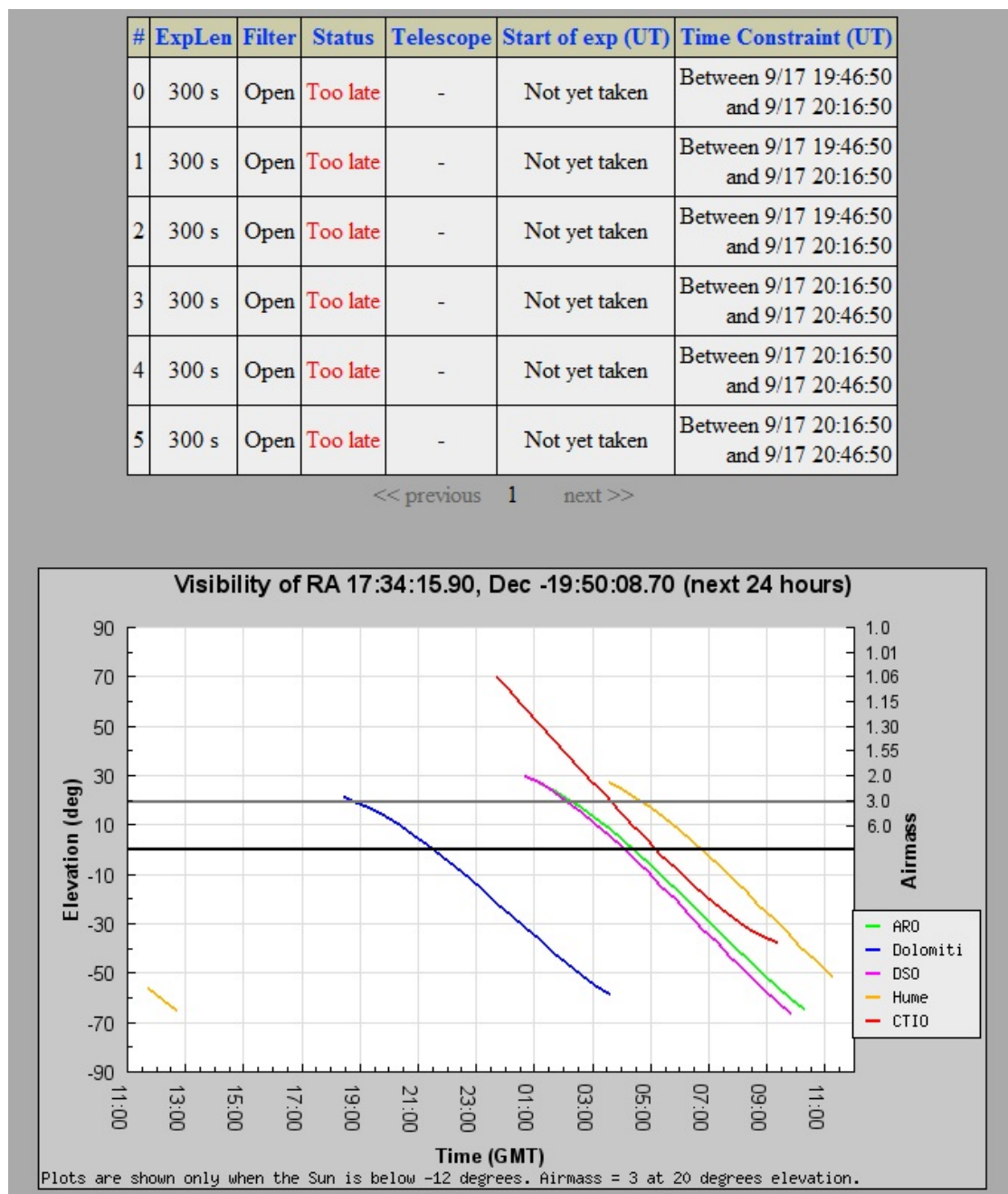
ตัวอย่างที่ 1:

#	ExpLen	Filter	Status	Telescope	Start of exp (UT)	Time Constraint (UT)
0	60 s	V	Archived FITS JPEG HDR Processed: FITS JPEG	Prompt4	2012-09-16 02:07:28	After 9/15 09:50:33
1	60 s	V	Archived FITS JPEG HDR Processed: FITS JPEG	Prompt4	2012-09-16 02:08:32	After 9/15 09:50:33
2	60 s	V	Archived FITS JPEG HDR Processed: FITS JPEG	Prompt4	2012-09-16 02:09:37	After 9/15 09:50:33
3	60 s	V	Archived FITS JPEG HDR Processed: FITS JPEG	Prompt4	2012-09-16 02:10:43	After 9/15 09:50:33
4	60 s	V	Archived FITS JPEG HDR Processed: FITS JPEG	Prompt4	2012-09-16 02:11:48	After 9/15 09:50:33
5	60 s	V	Archived FITS JPEG HDR Processed: FITS JPEG	Prompt4	2012-09-16 02:39:05	After 9/15 09:50:33
6	60 s	V	Archived FITS JPEG HDR Processed: FITS JPEG	Prompt4	2012-09-16 02:40:13	After 9/15 09:50:33

นี่เป็นตัวอย่างหนึ่งของการถ่ายภาพเพื่อติดตามคาบของดาวแปรแสงที่มืด จะเห็นได้จากคอลัมน์ Start of exp (UT) ว่าภาพถ่ายแต่ละภาพเกิดขึ้นติดๆกัน ไม่มีการเว้นเวลา เนื่องจากเป็นเพียงการบอกให้กล้องถ่ายภาพซ้ำหลายๆ ครั้งโดยการเพิ่ม Num. Exps แต่ไม่ระบุว่าจะให้กล้อง Repeat ด้วยช่วงเวลาห่างกันเท่าใด ในกรณีนี้จะสังเกตได้จากคอลัมน์ Time Constraint (UT) ว่าไม่มีการระบุเวลา (ระบุเพียง After) เนื่องจากกล้องเข้าใจเพียงว่าเราต้องการถ่ายเพื่อนำภาพไป stack

ข้อผิดพลาดนี้ สามารถแก้ไขได้โดยการเปลี่ยน Num. Exps=1 และเพิ่มตัวเลขจำนวนการ Repeat และตั้งค่าเว้นเวลาให้เหมาะสม ในขั้นตอน Add Exposures

ตัวอย่างที่ 2:



สำหรับตัวอย่างนี้ได้มีการเว้นเวลาอย่างเหมาะสม (สังเกตได้ว่า มีตารางเวลาระบุชัดเจน สำหรับแต่ละ exposure และ ในคอลัมน์ Time Constraint (UT) เปลี่ยนจาก After เป็น Between) แต่กล้องไม่สามารถถ่ายภาพตามเวลาที่กำหนดได้ สาเหตุที่เป็นเช่นนี้เนื่องจากการตั้งค่าเวลาเริ่มถ่ายได้ไม่เหมาะสม หากเทียบตารางเวลากับ Visibility Plot ด้านล่าง จะเห็นได้ว่าได้มี

การสั่งกล้องให้ถ่ายภาพเพียงเฉพาะเวลากลางวันที่ไม่สามารถสังเกตวัตถุได้เท่านั้น เมื่อถึงเวลาที่ระบุ กล้องจึงไม่สามารถถ่ายได้ เนื่องจากเป็นเวลากลางวัน

สำหรับกรณีนี้ สามารถแก้ไขได้โดยการเช็ควัด Visibility Plot และเลือกเวลาเริ่มที่เหมาะสมใหม่ในหน้า New Observation

9.6 การติดตามงานที่ส่งถ่ายเอาไว้

หลังจากที่เราได้ส่งถ่ายภาพ เราสามารถกลับไปดูงานที่เราส่งเอาไว้ ที่หน้า Observation Manager โดยในคอลัมน์ Status จะบอกสถานะของงานที่เราส่งไว้ ดังนี้

- **Active** แสดงว่างานที่เราส่งเอาไว้ยังอยู่ระหว่างการเก็บข้อมูล
- **Cancelled** แสดงว่างานที่เราส่งเอาไว้ได้มีการทำการยกเลิกเอาไว้ก่อนจะสามารถเก็บข้อมูลได้ครบ (ซึ่งอาจจะเป็นโดยอัตโนมัติเมื่อถึงเวลา Auto Cancel ที่เราระบุเอาไว้ หรือจากการกดยกเลิกของผู้ใช้เอง)
- **Completed** แสดงว่างานที่เราส่งเอาไว้ได้มีการถ่ายเสร็จสมบูรณ์เรียบร้อยแล้ว

โดยในทั้ง 3 กรณี จะมีการแสดงค่า x/y ประกอบด้วย เพื่อเป็นการแสดงว่าได้มีการถ่ายภาพไปสำเร็จแล้ว x ภาพจากทั้งหมด y ภาพที่ส่งเอาไว้

หมายเหตุ: ถึงแม้ว่างานจะขึ้นว่า *Completed* แต่ก็ไม่ได้หมายความว่าเราได้ภาพครบทุกภาพเสมอไป ในบางกรณีที่เราระบุเวลาการถ่ายที่แน่นอนเอาไว้ หากกล้องไม่สามารถถ่ายได้ตามเวลานั้นด้วยประการใดๆ (เช่น สภาพอากาศ มีงานอื่นที่ *priority* สูงกว่าในช่วงเวลานั้น ฯลฯ) ระบบจะทำการข้ามการเปิดหน้ากล้องครั้งนั้นไป ไปสู่การเปิดหน้ากล้องชุดถัดไปที่ระบุเอาไว้

9.6.1 การดาวน์โหลดภาพที่ถ่ายเสร็จสิ้นแล้ว

เมื่อเราได้ทำการถ่ายภาพสำเร็จเรียบร้อยแล้ว เราสามารถเข้าไปดูงานที่เราส่งเอาไว้ได้ โดยการคลิกตรงคอลัมน์ Name บนชื่องานที่เราตั้งเอาไว้ จะได้หน้าจอดังนี้

Observation 740525: M16

Owner: **naritvar** Access Group: **narit** RA: **18:18:48.0** Dec: **-13:48:25.2**

Priority: **3** Max. Air Mass: **3** Status: **Complete** [\[back\]](#)

Sun limit: **-18** degrees

If bumped, this observation will **wait & continue on the same telescope**
 Acceptable telescopes for this observation include **Prompt3**.
 This observation is currently assigned to: **Prompt3**

DSS Image: [GIF](#) [FITS](#)
[Preview all images](#)

[Download all processed FITS \(.zip\)](#)

[Download all raw FITS \(.zip\)](#)

ExpTime Filter Telescope

Show only: [All](#) [All](#) [All](#)

[Submit](#)

<< previous 1 next >>

#	ExpLen	Filter	Status	Telescope	Start of exp (UT)	Time Constraint (UT)
0	60 s	Red	Archived Raw: FITS JPEG Processed: FITS JPEG View Header WCS: Solved	Prompt3	2013-06-04 05:52:07	After 6/4 05:08:45
1	60 s	Green	Archived Raw: FITS JPEG Processed: FITS JPEG View Header WCS: Solved	Prompt3	2013-06-04 05:53:16	After 6/4 05:08:45
2	60 s	Blue	Archived Raw: FITS JPEG Processed: FITS JPEG View Header WCS: Solved	Prompt3	2013-06-04 05:54:25	After 6/4 05:08:45
3	60 s	Red	Archived Raw: FITS JPEG Processed: FITS JPEG View Header WCS: Solved	Prompt3	2013-06-04 05:55:34	After 6/4 05:08:45

ในคอลัมน์ช่อง Status จะบอกสถานะของการเปิดหน้ากล้องแต่ละครั้ง ดังนี้

- **Ready** แสดงว่าระบบเตรียมพร้อมที่จะถ่ายภาพนี้เมื่อถึงเวลาและเมื่อได้รับ priority ที่เหมาะสม
- **Cancelled** แสดงว่า Observation นี้ถูกยกเลิกไปแล้ว การถ่ายภาพทุกครั้งที่ตั้งเอาไว้และ

ยังไม่ได้ถ่ายจะเปลี่ยนเป็นสถานะนี้อัตโนมัติ

- **Too Late** แสดงว่าระบบไม่สามารถถ่ายภาพได้ตามเวลาที่ระบุเอาไว้ ระบบได้ทำการถ่ายภาพครั้งนี้ไป
- **Archived** แสดงว่าระบบได้ทำการถ่ายภาพและเก็บไว้ในฐานข้อมูลเป็นที่เรียบร้อยแล้ว

หากเราสังเกตดูในช่องเดียวกับ **Archived** เราจะพบ Link ไปสู่ไฟล์ภาพ FITS และ JPEG สำหรับทั้งรูป Raw และ Processed (กล้อง PROMPT จะทำขั้นตอน Image Processing ให้โดยอัตโนมัติ อ่านเพิ่มเติมได้จากบทที่ 8.3) นอกจากนี้ เรายังสามารถกดเข้าไปเพื่อดู Header ของไฟล์ FITS ซึ่งเก็บข้อมูลต่างๆเกี่ยวกับการสังเกตนั้นๆ

บรรทัดสุดท้ายในช่องนี้แสดงถึงสถานะของ WCS (World Coordinate System) เพื่อบ่งบอกถึงพิกัดของภาพที่ถ่ายเอาไว้ ในทางปฏิบัติถึงแม้เราจะระบุพิกัดเอาไว้ขณะทำการถ่ายภาพ แต่พิกัดของกล้องนี้ไม่มีความแม่นยำพอที่จะนำไปใช้งานทางดาราศาสตร์ได้ ระบบ PROMPT จึงจำเป็นต้องเทียบดาวกับฐานข้อมูลเพื่อหาพิกัดโดยละเอียดเสียก่อน เมื่อระบบสามารถคำนวณหา WCS ที่เหมาะสมได้แล้ว จะเปลี่ยนสถานะ WCS จาก “Pending” เป็น “Solved”

บทที่ 10

โปรแกรมทางดาราศาสตร์ (Astronomy Software)

10.1 โปรแกรมแผนที่ดาว (Planetarium Software)

ในปัจจุบันมีโปรแกรมแผนที่ดาวจำนวนมากมาย ที่สามารถทำหน้าที่เป็นท้องฟ้าจำลองขนาดย่อมๆ ได้ด้วย โปรแกรมเหล่านี้อาจมีประโยชน์ในการทำโครงการวิจัย เช่น ในการเทียบดาวที่เราถ่ายภาพกับฐานข้อมูลดาวที่ทราบอยู่แล้ว หรือการค้นหาวัดฤกษ์ท้องฟ้าที่น่าสนใจในการติดตามการหาเวลาขึ้นและตกของวัตถุที่เราต้องการค้นหา รวมไปถึงการหาเวลาที่จะเกิดเหตุการณ์ที่น่าสนใจบางอย่าง เช่น การหาวันและเวลาที่จะเกิดปรากฏการณ์ดาวเคราะห์ผ่านหน้ากันและกัน เป็นต้น

10.1.1 Stellarium

โปรแกรม Stellarium เป็นโปรแกรมจำลองท้องฟ้า แสดงกลุ่มดาวและการเคลื่อนที่ของท้องฟ้าเหมือนท้องฟ้าจริง สามารถจำลองตำแหน่งและการเคลื่อนที่ของระบบสุริยะได้ค่อนข้างง่ายต่อการใช้งาน และนอกจากนี้ ยังเป็นฟรีแวร์ (Freeware) ซึ่งอนุญาตให้บุคคลทั่วไปติดตั้งใช้งานได้โดยไม่เสียค่าใช้จ่ายอีกด้วย

การติดตั้ง

สามารถดาวน์โหลดโปรแกรมได้จาก <http://www.stellarium.org/> โดยรองรับทั้งระบบปฏิบัติการ Windows, Mac OS, และ Unix/Linux



รูปที่ 10.1: หน้าจอหลักของโปรแกรม Stellarium แสดงแถบเครื่องมือด้านล่างและด้านข้าง

ภาพรวมของหน้าต่างการใช้งาน Interface

หน้าจอของ Stellarium ประกอบด้วยหน้าจอหลัก แสดงขอบฟ้า และส่วนของทรงกลมท้องฟ้าที่โผล่พ้นขอบฟ้าขึ้นมา จากตำแหน่ง และเวลาของผู้สังเกตจากพิกัดใดๆ บนโลก

หากนำเมาส์ไปยังบริเวณล่างซ้ายของหน้าจอจะแสดงแถบเครื่องมือเพิ่มเติมขึ้นมา เครื่องมือนี้สามารถใช้เปลี่ยนแปลงรายละเอียดของท้องฟ้าที่กำลังสังเกตได้ พร้อมกันบนเมนูด้านล่างจะแสดงตำแหน่ง วันที่ และเวลาของผู้สังเกต

การปรับเปลี่ยนมุมมอง

สามารถควบคุมมุมมองภาพใน Stellarium ได้ ดังนี้

- คีย์ลูกศร - เลื่อนมุมมอง ขึ้น ลง ซ้าย ขวา
- Page Up/Page Down - ซูมเข้าและออก
- Forward-slash (/) - ซูมเข้าไปยังวัตถุที่อยู่ตำแหน่งกลางจอคอมพิวเตอร์ (อัตโนมัติ)

- Backslash (\) - ชูมออกไปยังมุมมองปกติ (อัตโนมัติ)
- Space bar - เลื่อนหน้าจอไปยังวัตถุที่ถูกเลือกอยู่
- คลิกซ้าย (เมาส์) - เลือกวัตถุท้องฟ้า
- คลิกขวา (เมาส์) - ยกเลิกการเลือกวัตถุท้องฟ้า
- หมุนลูกเลื่อน (เมาส์) - ชูมเข้าและออก

แถบเครื่องมือหลักด้านล่าง



คีย์ลัด และคำอธิบายสำหรับปุ่มต่างๆ บนแถบเครื่องมือหลักด้านล่างของโปรแกรม Stellarium (จากซ้ายไปขวา)

1. (C) - แสดง/ไม่แสดง เส้นกลุ่มดาว
2. (V) - แสดง/ไม่แสดง ชื่อกลุ่มดาว
3. (R) - แสดง/ไม่แสดง ภาพในจินตนาการของกลุ่มดาว
4. (E) - แสดง/ไม่แสดง เส้นกิริตระบบสุริยะ
5. (Z) - แสดง/ไม่แสดง เส้นกิริตระบบขอบฟ้า
6. (G) - แสดง/ไม่แสดง สิ่งแวดล้อมบนพื้นโลก
7. (Q) - แสดง/ไม่แสดง เครื่องหมายทิศ N,S,E,W
8. (A) - แสดง/ไม่แสดง บรรยากาศ

9. (N) - แสดง/ไม่แสดง เนบิวลา และ กาแล็กซี
10. (P) - แสดง/ไม่แสดง ดาวเคราะห์
11. (Ctrl+M) - แสดงมุมมอง ระหว่างฐานตั้งกล้องชนิด Equatorial/Alt-Az
12. (Space Bar) - เลื่อนไปยังวัตถุที่เลือก
13. (ไม่มีคีย์ลัด) - เปลี่ยนไปสู่โหมดใช้งานเวลากลางคืน (หน้าจอจะเปลี่ยนเป็นสีแดงเพื่อไม่รบกวนสายตา)
14. (F11) - ขยายหน้าจอ
15. (Ctrl+O) - แสดง/ไม่แสดง ทศวินัย (FOV) จากกล้องโทรทรรศน์
16. (Ctrl+Z) - แสดง/ไม่แสดง สถานีวิจัยและดาวเทียม
17. (J) - ลดอัตราการเลื่อนเวลาไปข้างหน้า/เพิ่มอัตราการย้อนเวลาถอยหลัง
18. (K) - เลื่อนเวลาตามอัตราจริง/หยุดเวลา
19. (8) - กลับมาสู่วันและเวลาปัจจุบัน
20. (L) - เพิ่มอัตราการเลื่อนเวลาไปข้างหน้า
21. (Alt+Q) - ปิดโปรแกรม

แถบเครื่องมือหลักด้านซ้าย

แถบเครื่องมือหลักด้านข้างจะเป็นเครื่องมือที่เกี่ยวกับการตั้งค่า โดยจะเปิดหน้าต่างสำหรับตั้งค่าขึ้นมา จากรูปที่ 10.1 เครื่องมือหลักด้านซ้าย จากบนลงล่าง มีคีย์ลัด และรายละเอียด ดังนี้

1. (F6) - แสดงหน้าต่างเลือกตำแหน่งสถานที่ตั้งที่ต้องการศึกษา

2. (F5) - แสดงหน้าต่างการตั้งค่า “ปี เดือน วัน : ชั่วโมง นาที วินาที” ที่ต้องการศึกษา
3. (F4) - แสดงเครื่องมือตั้งค่าการแสดงผลภาพต่างๆ ในโปรแกรม
4. (F3) - แสดงหน้าต่างสำหรับสืบค้นวัตถุท้องฟ้า
5. (F2) - แสดงหน้าต่างการตั้งค่าโปรแกรม
6. (F1) - แสดงหน้าต่าง ช่วยเหลือ เกี่ยวกับการใช้งานโปรแกรม

ตัวอย่างการใช้งานโปรแกรม Stellarium

ในที่นี้เราจะลองสมมติตัวอย่างการใช้งานโปรแกรม Stellarium ที่อาจจะใช้ในโครงการวิจัยดาราศาสตร์ เช่น หากเราต้องการจะค้นหาตำแหน่งและเวลาที่จะสามารถเห็นดาวหาง ISON จากจังหวัดเชียงใหม่ ในวันที่ 10 ตุลาคม พ.ศ. 2556

1. เริ่มจาก เราต้องไปดาวนโหลดดาวหาง C/2012 S1 (ISON) มาจากฐานข้อมูล เนื่องจากฐานข้อมูลที่ให้มาเบื้องต้นไม่ได้มีดาวหางมาด้วย สามารถทำได้โดยเข้าไปที่ Configuration Window (รูปประแจบนเครื่องมือทางด้านซ้ายมือ) เข้าไปที่แถบ Plugins เลือก Solar System Editor->Configure จากนั้นให้ดูที่ Solar System และกด “Import orbital elements in MPC format...” จากนั้นเลือกประเภทวัตถุ ระบุแหล่งที่ต้องการดาวนโหลด และกด Get Orbital Element จะมีรายชื่อดาวหางและอุกบาตขึ้นมา ให้เลือกชื่อดาวหาง ISON กด Add Object โปรแกรมจะโหลดตำแหน่งของดาวหาง ISON ลงมาโดยอัตโนมัติ
2. จากนั้นเราจะเปลี่ยนตำแหน่งผู้สังเกต ให้เปิดหน้าต่างเลือกตำแหน่งสังเกตจากแถบเครื่องมือด้านซ้ายปุมบนสุด หน้าต่าง Location จะเปิดขึ้นมา สำหรับจังหวัดเชียงใหม่เราสามารถพิมพ์คำว่า Chiang Mai และกดเลือกเพื่อเปลี่ยนสถานที่เป็นจังหวัดเชียงใหม่ สำหรับสถานที่ที่ไม่สามารถหาได้พบ เราสามารถพิมพ์หาโดยระบุพิกัดบนพื้นโลกได้เช่นกัน
3. ลำดับถัดไปเราต้องการเลือกวัตถุและหันหน้าจอยังดาวหาง ISON สามารถทำได้โดยการเข้าไปที่หน้าต่างสำหรับสืบค้นวัตถุท้องฟ้า (เครื่องหมายแว่นขยายบนแถบเครื่องมือด้านซ้าย) พิมพ์คำว่า C/2012 S1 (ISON) และหากเรามีชื่อวัตถุในฐานข้อมูลตามที่เราได้โหลดเอาไว้ในขั้นตอนที่ 1 เราจะพบวัตถุ กด Enter และโปรแกรมจะเลือกดาวหาง C/2012 S1 (ISON) เป็นวัตถุที่เลือกอยู่ปัจจุบัน กดปุ่ม Space Bar หรือจากแถบเครื่องมือ

ด้านล่างเพื่อเลื่อนหน้าจอไปยังวัตถุ

4. นอกจากนี้เรายังต้องการเปลี่ยนวันที่ไปยังวันที่ 10 ตุลาคม พ.ศ. 2556 ซึ่งสามารถทำได้โดยการเปิดหน้าต่างตั้งค่าวันและเวลาจากแถบเครื่องมือด้านซ้าย ตั้งวันที่ไปยังวันที่เราต้องการ
5. เราสามารถปรับเวลาโดยละเอียดได้ง่ายกว่าโดยการใช้เครื่องมือควบคุมเวลาจากแถบเครื่องมือด้านล่าง ปรับเวลาเดินหน้าหรือถอยหลังจนพบดาวหาง ISON พ้นขอบฟ้าในเวลากลางคืน ในกรณีนี้เราอาจจะพบว่าดาวหาง ISON จะขึ้นเหนือขอบฟ้าทางทิศตะวันออกในตอนรุ่งสาง ใกล้เคียงกับดาวอังคาร
6. หากเราต้องการวัดระยะห่างเชิงมุมระหว่างดาวหาง ISON เทียบกับดาวอังคาร เราสามารถทำได้ด้วยเครื่องมือวัดมุม (Angle Measure) หากเครื่องมือนี้ยังไม่อยู่ในแถบเครื่องมือด้านล่าง สามารถเพิ่มเข้าไปได้โดยเข้าไปที่ Configuration (รูปประแจบนแถบเครื่องมือด้านซ้าย) เข้าไปที่แถบ Plugins และเลือก Angle Measure เช็คว่าเครื่องมือ Load at startup กดปุ่ม configure, ปิดและเปิดโปรแกรม Stellarium อีกครั้ง จะพบว่ามียูทิลิตี้ใหม่เพิ่มขึ้นมาเป็นที่เรียบร้อยแล้ว สามารถใช้ปุ่ม Angle Measure (ไอคอนรูปมุม) และลากจากดาวหนึ่งไปอีกดาวหนึ่งเพื่อวัดมุมได้ ในกรณีนี้ได้ค่าประมาณ $1^{\circ} 36' 53''$

10.1.2 Carte du Ciel

Carte du Ciel เป็นโปรแกรมแผนที่ดาวเช่นเดียวกับ Stellarium แต่ Carte du Ciel จะมีระบบ Catalog ที่ใหญ่และซับซ้อนกว่า และมีการแสดงผลที่มีลักษณะดูเป็นมืออาชีพ ทำให้เหมาะกับการทำงานดาราศาสตร์ที่จริงจังมากขึ้น (รูปที่ 10.2)

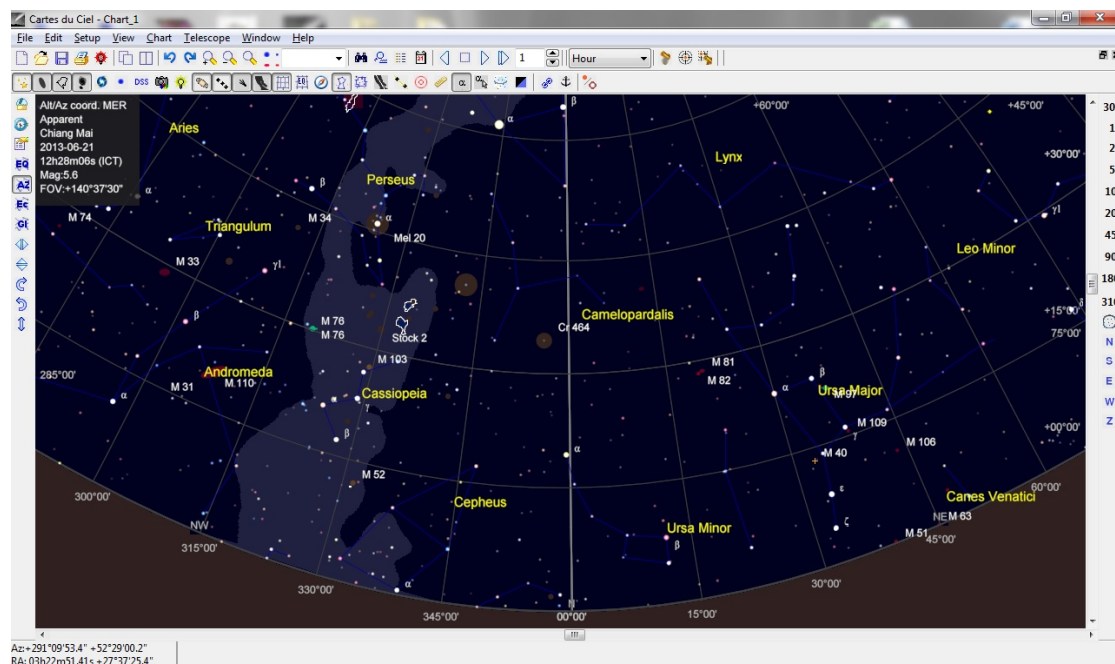
การติดตั้ง

สามารถดาวน์โหลดโปรแกรม Cartes du Ciel ได้ที่ <http://www.ap-i.net/skychart/en/download>

การติดตั้ง Catalog

สามารถโหลด catalog เพิ่มเติมได้ที่ลิงค์เดียวกับโปรแกรม ที่ <http://www.ap-i.net/skychart/en/download>

Catalog ที่แนะนำคือ



รูปที่ 10.2: หน้าจอหลักของโปรแกรม Carte du Ciel

- Stars Catalogs มีดาวลงไปถึง mag 12 ดาวคู่และดาวแปรแสง ไฟล์เป็น installation wizard อยู่แล้ว แคร์นแล้วก็จะลงเองโดยอัตโนมัติ
- UCAC3 Catalog หลังจากลง Stars Catalog แล้ว สามารถโหลดต่อไปถึง mag 16 ได้จาก UCAC3 Catalog ซึ่งมีขนาดไฟล์ค่อนข้างใหญ่และแบ่งเป็นหลายส่วน แนะนำให้โหลด Sud -90/-30 Equateur -30/+22.5 และ Nord +22.5/+90 (แบ่งเป็นซีกโลกใต้ บริเวณเส้นศูนย์สูตรฟ้า และซีกโลกเหนือ) ซึ่งอาจจะสามารถเลือกโหลดเพียงเฉพาะบริเวณที่จำเป็นต้องใช้ก่อน (เช่นถ้าสิ่งที่เราต้องการดูอยู่แค่ Dec 0 ก็โหลดแค่ Equateur) หลังจากโหลดเสร็จแล้วให้ Extract ไปลงที่ C:\Program Files\ciel\cat (ถ้าโหลดหลายส่วนให้ลง .hdr กับ Readme.txt ทับได้ ไม่มีปัญหา) จากนั้นให้เปิดโปรแกรม Cartes du Ciel เข้าไปที่ Setup->Catalog ไปที่ tab Catalog แล้วให้กด Add เลือกไฟล์ 3uc.hdr จาก ciel\cat\ucac3\อย่าลืมกดให้ไฟแดงเปลี่ยนเป็นสีเขียว จากนั้นให้ไปที่ tab CdC stars แล้วเลือก Tycho2 กด Apply และ Ok เป็นการลง Catalog เรียบร้อย

Set Observatory Location

หลังจากที่ลง Catalog เรียบร้อยแล้วเราสามารถเลือกตำแหน่งหอดูดาวได้โดยเข้าไปที่ Setup->Observatory และใส่พิกัดเข้าไป

Set Date/time

หากเราอยากทราบว่าวัตถุที่เราต้องการดูอยู่สูง/ต่ำกว่าขอบฟ้าเท่าใด ดวงจันทร์อยู่ไกลแค่ไหน ฯลฯ เราสามารถเปลี่ยนวัน/เวลาที่ต้องการสังเกตได้โดยการไปที่ Setup->Date and time และระบุวันและเวลาที่ต้องการ หากต้องการเลือก time zone เดียวกับที่ใช้อยู่ให้ใช้ Use system time ออก หากต้องการเลือก Universal Time หรือ time zone อื่นใดสามารถเลือกได้ที่ More options และตั้ง Time zone (สำหรับ UT ให้เลือก GMT+0)

Set Positions

หากต้องการกระโดดไปที่พิกัดหนึ่งๆ ทันทีสามารถทำได้จาก View->Positions และระบุพิกัด RA/Dec ที่เราต้องการลงไป นอกจากนี้เรายังสามารถระบุ FOV (Field of View) ได้ เช่นหากเราต้องการทราบว่าถ้าถ่ายด้วยกล้องที่มีมุมมอง (FOV) 10 arcmin ที่บริเวณนี้ควรจะได้ภาพเช่นใด

DSS image

เมื่อเราซูมบริเวณที่ต้องการแล้ว หากเราอยากทราบว่าภาพถ่ายจริงๆ ที่ควรได้เป็นเช่นไร เช่น หากเราได้ภาพถ่าย แล้วอยากจะเทียบดูให้แน่ชัดว่าถ่ายถูกบริเวณ สามารถทำได้โดยการกดปุ่ม DSS จากแถบด้านบน โปรแกรมจะโหลดภาพถ่ายมาจากฐานข้อมูลบนอินเทอร์เน็ต สามารถแสดง/ซ่อน DSS image ได้จาก Chart->Show/hide DSS image เพื่อเป็นตัวอ้างอิงว่าภาพที่ควรจะได้ควรจะเป็นเช่นไร

Add User defined object

เราสามารถใส่สิ่งที่เรากำลังจะถ่ายลงไปใน catalog ได้โดยการเข้าไปที่ Setup->Catalog->User defined Objects จากนั้นกด Add และพิมพ์ ชื่อลงในคอลัมน์ Object และใส่ RA กับ Dec อย่างลึบกดให้ไฟแดงเปลี่ยนเป็นไฟเขียวก่อนกด Apply, Ok. ในแถบด้านบนแผนที่จะมีปุ่มวงกลมสีฟ้าวงหนึ่งที่เป็นปุ่ม Show User defined objects ถ้าเรากดปุ่มนี้จะมีกากบาทและชื่อแสดง user defined object ที่เราใส่ลงไป หากใครต้องการแสดงตำแหน่งบนท้องฟ้าของวัตถุที่เราถ่ายอยู่ อาจสามารถทำได้โดยวิธีนี้

Black on White

หากต้องการ printscreen จากแผนที่ดาวเพื่อนำไปใช้ สามารถเปลี่ยนสีที่แสดงเป็นจุดสีดำบนพื้นขาวได้ โดยเข้าไปที่ Setup->Display->Colour จากนั้นกดปุ่มที่เขียนว่า “Black on White” ในบริเวณ Standard Colour จากนั้นกด Apply, Ok. สามารถกด Default เพื่อเปลี่ยนสีกลับได้

10.2 โปรแกรมอ่านไฟล์และวิเคราะห์ภาพทางดาราศาสตร์ (Astronomy Analysis Tool)

ภาพถ่ายดาราศาสตร์นั้นมีข้อมูลและรายละเอียดที่มากกว่าภาพถ่ายทั่วๆ ไปมาก จึงจำเป็นต้องมีการใช้โปรแกรมที่มีความซับซ้อนกว่าในการอ่านและจัดการกับภาพถ่ายทางดาราศาสตร์

ไฟล์ภาพทางดาราศาสตร์โดยทั่วไปจะอยู่ในรูปไฟล์ FITS (Flexible Image Transportation System) สิ่งทีไฟล์ FITS บันทึกเอาไว้ก็คือข้อมูลจาก CCD ว่าในแต่ละ pixel สามารถตรวจพบ electron ได้กี่ตัว (ซึ่งโดยคร่าวก็คือจำนวนโฟตอนที่ตกลงบน photoactive region ของ CCD)

ภาพถ่ายจาก CCD จริงๆ แล้วเป็นภาพขาวดำ เพราะ CCD บันทึกเอาไว้เพียงว่าในแต่ละ pixel มีอิเล็กตรอนกี่ตัว เนื่องจาก CCD ไม่สามารถเห็นสีได้ เราสามารถถ่ายภาพสีได้เมื่อเราถ่ายภาพสามครั้งผ่าน filter สีแดง เขียว น้ำเงินเอามารวมกันเท่านั้น¹ และเนื่องจากสิ่งที่วัดได้จริงๆ คือจำนวนอิเล็กตรอน การแสดงผลบนหน้าจอจึงขึ้นอยู่กับว่าเราจะนิยามให้ต้องนับอิเล็กตรอนได้กี่ตัวจึงจะนับเป็น pixel “สีขาว” ดังนั้นเราจึงต้องปรับ scaling เสมอเพื่อให้แสดงผลได้อย่างเหมาะสม

อีกส่วนหนึ่งที่ไฟล์ FITS มีก็คือ header ซึ่งเป็นคำอธิบายและรายละเอียดต่างๆ เกี่ยวกับภาพนั้น เช่น เวลาเปิดหน้ากล้อง, อุณหภูมิ CCD, ประเภท filter ที่ใช้, พิกัดและความสูงจากระดับน้ำทะเลของหอดูดาว, ความยาวโฟกัส, วัตถุที่ถ่าย, ฯลฯ โดยข้อมูลหนึ่งที่สำคัญก็คือ ค่า WCS (World Coordinate System) WCS ก็คือค่าพิกัด (Dec, RA) ของภาพที่เราถ่ายอยู่ และทิศในการหมุนของ CCD ในการถ่ายภาพทั่วๆ ไป กล้อง CCD จะบันทึกทั้งอิเล็กตรอนและตำแหน่งที่กล้องดูดาวชี้ไป ณ เวลาที่สังเกต ทั้งนี้ ค่านี้มีความแม่นยำที่ค่อนข้างต่ำ และมักจะต้องมีการยืนยัน WCS อย่างละเอียดอีกครั้ง โดยเทียบกับดาวมาตรฐานที่เราทราบพิกัดอย่างแน่นอน

มีโปรแกรมทางดาราศาสตร์อยู่หลายตัวที่สามารถจัดการกับไฟล์ FITS ได้อย่างเหมาะสม ในที่นี้เราจะยกตัวอย่างโปรแกรมบางตัว ซึ่งมีข้อดีข้อเสียที่ต่างกันออกไป

¹ในกรณีของกล้องดิจิทัลทั่วไปนั้น มีการติดตั้ง filter สามสีติดตายรวมไปกับ CCD แต่ละ pixel ตั้งแต่แรก

10.2.1 SAO Image DS9

โปรแกรม DS9 เป็นฟรีแวร์ที่เขียนโดย Smithsonian Astrophysical Observatory (SAO) สามารถเปิดไฟล์ในรูป FITS ได้ และมีจุดเด่นในการคำนวณระยะทาง สร้าง contour เปรียบเทียบภาพถ่ายที่ได้กับฐานข้อมูลเพื่อยืนยันตำแหน่งดาวและหาความสว่างอ้างอิง ฯลฯ ข้อดีที่สำคัญที่สุดของ DS9 ก็คือ เราสามารถนำ WCS ของไฟล์ FITS ที่เรามี และไปหา mag ของดาวอ้างอิงในภาพเพื่อนำไปอ้างอิงกับการทำ photometry ได้ อย่างไรก็ตาม ข้อเสียอย่างหนึ่งของ DS9 ก็คือ ไม่สามารถทำ Aperture Photometry ได้

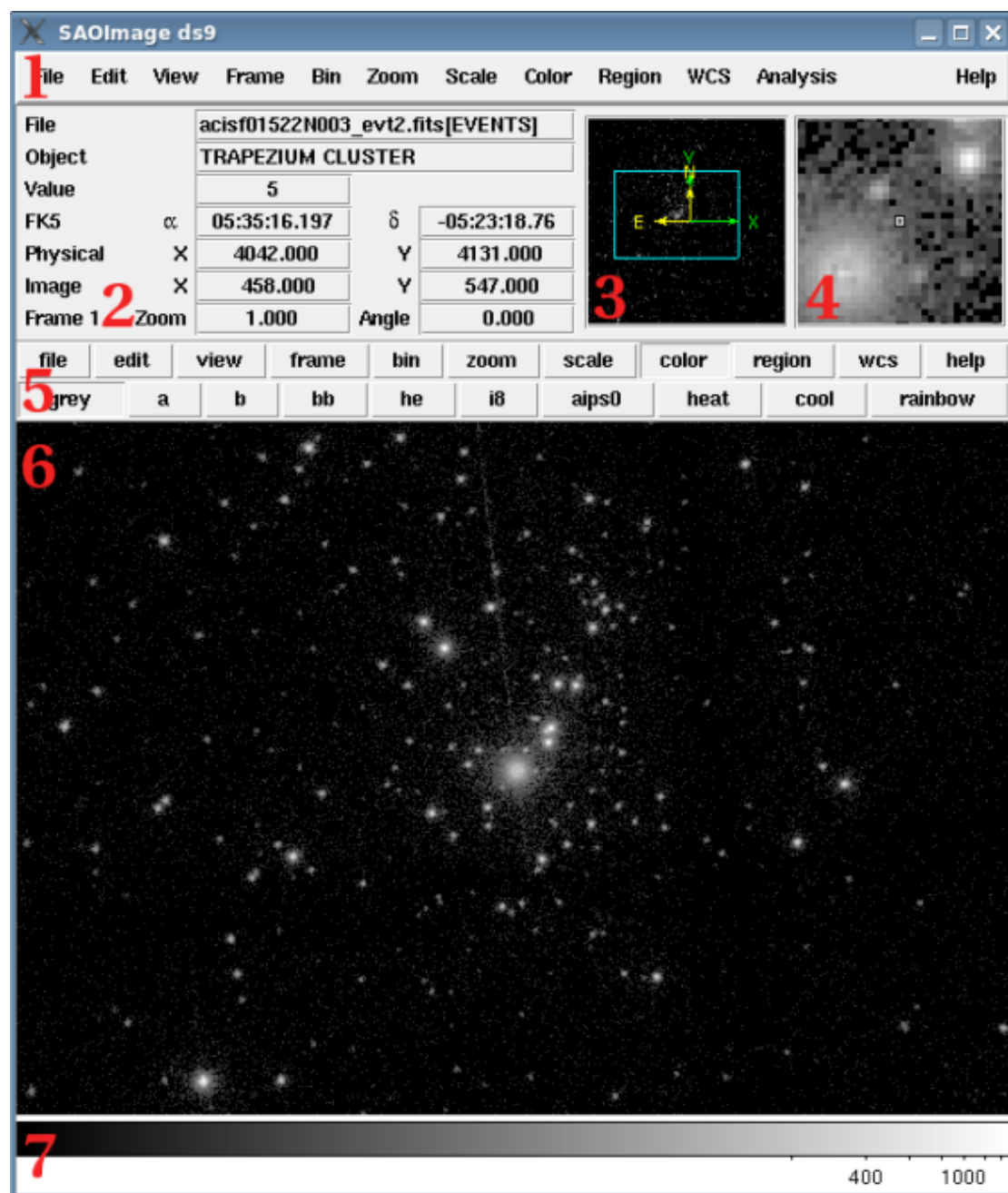
การติดตั้ง

เราสามารถดาวน์โหลด ds9 ได้จาก <http://hea-www.harvard.edu/RD/ds9> สามารถใช้ได้ทั้งใน Windows, Mac OS, Linux และระบบอื่นๆ โดยเลือกดาวน์โหลดเวอร์ชันล่าสุด (ณ วันที่ 27 ก.พ. 2555 คือเวอร์ชัน 6.2) ได้จากหัวข้อ DS9 Version 6.2 Binaries คู่มือการใช้งานฉบับทางการอยู่ในพจนานุกรมในหัวข้อ Documentation

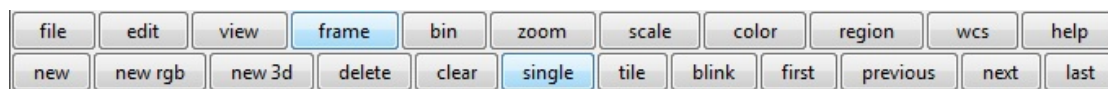
การเปิดไฟล์ FITS และฟังก์ชันพื้นฐาน

ส่วนต่างๆ ของหน้าจอ ds9 (รูปที่ 10.3)

1. Menu bar - แสดงเมนูต่างๆ บน DS9
2. Information panel - แสดงข้อมูลต่างๆ เกี่ยวกับไฟล์: ชื่อไฟล์, ชื่อวัตถุ (หากระบุไว้ใน header ของไฟล์), จำนวนอิเล็กทรอนิกส์ที่วัดได้บน pixel ที่ cursor อยู่, พิกัด WCS ของ cursor
3. Panner - เป็นหน้าต่างแสดงบริเวณที่หน้าจอหลัก Display Frame กำลังแสดงอยู่ และยังมีลูกศรแสดงทิศทางบนพิกัดท้องฟ้า
4. Magnifier - หน้าจอแสดงขนาดขยายของบริเวณ cursor
5. Buttons - ปุ่มต่างๆ ปุ่มเหล่านี้สามารถหาได้จากบน Menu bar เช่นเดียวกัน แต่ได้จัดวางเอาไว้เพื่อการง่ายต่อการใช้งาน
6. Display frame - หน้าจอหลักแสดงภาพที่กำลังดูอยู่ DS9 สามารถเปิดภาพพร้อมกันที่หลายๆ frame ได้ โดยในแต่ละ frame สามารถโหลดรูปจากไฟล์ใดก็ได้ สามารถแสดงผล



รูปที่ 10.3: หน้าจอแสดงผลทั่วไปบน DS9



รูปที่ 10.4: ปุ่มต่างๆ บน DS9 แสดงเมนูย่อยในหมวดของ “frame”

ได้ทีละเฟรม หรือทีละหลายๆ เฟรมพร้อมๆ กัน

7. Colorbar - แสดงการให้ค่าของสีในการแสดงผล สามารถปรับสีได้ในส่วนของ “color”

ปุ่มที่ใช้บ่อย (รูปที่ 10.4)

เมื่อกดที่ปุ่มใดปุ่มหนึ่งในรูปที่ 10.4 จะแสดงเมนูย่อยในหมวดนั้นขึ้นมา ในที่นี้เราจะยกตัวอย่างเฉพาะปุ่มที่ใช้บ่อย

- file - ใช้จัดการต่างๆ เกี่ยวกับไฟล์ file->open เพื่อโหลดไฟล์ FITS ใหม่ลงไป
- edit - เปลี่ยนโหมดในการ edit ส่วนมากจะเปลี่ยนผลของการคลิกลงบน Display frame เช่น pointer จะเข้าไป edit pointer ที่เราคลิก หรือสร้างใหม่ในกรณีที่ยังไม่มี
- view - สามารถปรับเปลี่ยนสิ่งที่ต้องการแสดงได้ เช่น คลิกบน colorbar เพื่อแสดง/ซ่อน แถบ colorbar
- frame - เป็นปุ่มหนึ่งที่มีใช้ค่อนข้างบ่อย ใช้สำหรับการจัดการกับ frame โดยมีรายละเอียดแต่ละปุ่ม ดังนี้
 - new - สร้าง frame ใหม่ เช่น เพื่อโหลดรูปใหม่เข้าไปเปรียบเทียบ
 - new rgb - สร้าง frame ใหม่ซึ่งสามารถโหลดภาพ RGB เข้าไปได้เพื่อสร้างภาพสี
 - delete - ลบ frame ปัจจุบันทิ้ง
 - clear - การล้าง frame ปัจจุบัน โดยเหลือไว้เพียง frame เปล่าๆ
 - single - แสดงผลทีละ frame

- tile - แสดงผลทุก frame พร้อมๆ กัน โดยจะมีการแบ่งหน้าจอเป็นตารางเพื่อแสดงภาพในแต่ละ frame
- blink - ใช้สำหรับในกรณีที่เรต้องการแสดงภาพในหลายๆ frame สลับกันไปมา เช่น การ blink เพื่อหาดาวหาง
- first - ไปยัง frame แรกสุด
- previous - กลับไป frame ก่อนหน้า
- next - เลื่อนไป frame ถัดไป
- last - ไปยัง frame สุดท้าย
- zoom - ปรับระดับในการ zoom สามารถ zoom ได้จากการเลื่อนเมาส์ปุ่มกลาง (scroll wheel) เช่นกัน
- scale - การปรับสเกลในการแสดงผล รูปแบบ scale ที่ใช้บ่อยที่สุดก็คือ linear&zscale
- region - แสดงรายละเอียดและจัดการเกี่ยวกับ region ใช้คู่กับการตั้ง pointer ใน edit->pointer
- wcs - เปลี่ยนวิธีแสดงผลของ WCS
- help - หาความช่วยเหลือเพิ่มเติมใน help

ตัวอย่างการใช้โปรแกรม DS9 ในการทำโครงการดาราศาสตร์

โปรแกรม DS9 มีประโยชน์ในการทำโครงการดาราศาสตร์หลายอย่าง ที่ยกมานี้เป็นเพียงตัวอย่างบางส่วนที่อาจใช้ DS9 ในการจัดการกับข้อมูลได้

การรวมภาพ RGB เพื่อสร้างภาพสี

DS9 สามารถรวมภาพที่ถ่ายโดย filter สามสีเข้าด้วยกันได้ โดยการใช้ประโยชน์จาก Frame RGB เริ่มจากการสร้าง frame ใหม่ที่มีคุณสมบัติเป็น frame rgb (Frame->new rgb)

หน้าต่างสำหรับ RGB จะขึ้นมา โดยให้เราเลือกว่าเราต้องการแสดงภาพใน filter สีอะไร และ filter ปัจจุบันที่กำลังทำงานอยู่คือ filter สีอะไร เช่น หากปัจจุบันอยู่ที่ Red ให้เราโหลดภาพที่

ถ่ายโดย R filter (File->open) จากนั้นเปลี่ยน Current ไปยัง Green (โดยไม่ต้องเปลี่ยน frame เนื่องจาก RGB Frame ทำหน้าที่เหมือนเป็น frame ย่อยๆ แล้ว) เมื่อเราโหลดทั้งสามสีเรียบร้อยแล้ว เราสามารถจัดให้ทั้งสามภาพตรงกันได้ (จากแถบเมนู: Frame->Match->Frame->WCS) ปรับสเกลสีให้ใกล้เคียงกัน (scale->zscale) และจากนั้นให้เรากลับไปหน้าจอต่าง RGB เพื่อแสดงผลทั้งสาม filter พร้อมกัน ภาพที่ได้ก็จะเป็นภาพที่รวมสีทั้งสาม filter เข้าด้วยกัน สามารถปรับ scale ของสีอย่างละเอียดได้ในเมนู color

สามารถ save ภาพที่ได้โดยการเข้าไปที่ File->save image

การสลับภาพไปมาเพื่อค้นหาดาวแปรแสงและดาวเคราะห์น้อย

เริ่มจากการเปิดภาพไฟล์สองภาพที่ต้องการเปรียบเทียบ โดยการเปิดภาพแรกลงใน frame แรก สร้าง frame ใหม่ (Frame->new) และโหลดอีกภาพลงใน frame ที่เพิ่งสร้างขึ้นใหม่ (File->open) จากนั้นให้ทำการปรับสเกลให้ใกล้เคียงกัน (scale->zscale) และ Match Frame ให้อยู่ตำแหน่งเดียวกัน (จากแถบเมนู: Frame->Match->Frame->WCS) จากนั้นไปที่ Frame->Blink Frames จะได้ภาพสองภาพสลับไปมา ทำให้เห็นสิ่งที่แตกต่างอย่างชัดเจน

การวัดขนาดและระยะห่างในภาพด้วย ds9

ds9 สามารถนำไปใช้ในการวัดระยะทางเชิงมุมในภาพได้ค่อนข้างง่าย การวัดระยะทางสามารถทำได้โดยใช้ pointer เป็นตัวช่วย (เปลี่ยนโหมดในการ edit เป็นโหมด pointer เสียก่อนที่ edit->pointer) เริ่มจากการเปลี่ยน pointer เป็นแบบไม้บรรทัด โดยเข้าไปที่แถบเมนู: Region->Shape->Ruler จากนั้นเพียงคลิกลากจากจุดหนึ่งไปอีกจุดหนึ่งก็จะได้ระยะทาง ระหว่างจุดสองจุดที่ต้องการวัด นอกจากนี้ยังสามารถใช้รูปทรงต่างๆ เพื่อบรรยายมิติโดยคร่าวของวัตถุที่ต้องการวัดอีกด้วย เช่น วงกลม วงรี (เช่น ต้องการจะหาขนาดของจานกาแล็กซี) สีเหลี่ยมผืนผ้า ฯลฯ รูปทรงต่างๆ สามารถปรับได้โดยการคลิกเพื่อเลือก จากนั้นคลิกลากที่มุมหนึ่งเพื่อปรับมิติ หากต้องการหมุนรูปทรงให้กด shift เอาไว้ก่อนลาก

เมื่อเราได้วาง Ruler หรือรูปทรงที่เราต้องการลงบนวัตถุที่จะวัดแล้ว สามารถดูรายละเอียดและ parameter ของรูปทรงที่เราเลือกได้จาก Region->Get Information ซึ่งจะเปิดอีกหน้าต่างหนึ่งซึ่งแสดงถึง parameter ต่างๆ เช่น ความยาว ความกว้าง ตำแหน่ง ฯลฯ นอกจากนี้เรายังสามารถเปลี่ยนหน่วยความยาวเชิงมุมที่ใช้วัดได้บนหน้าต่างนี้อีกด้วย

การค้นหาลำดับข้อมูลทางดาราศาสตร์ในบริเวณที่ต้องการ

หมายเหตุ: หากภาพที่ถ่ายมีการกำหนด WCS อย่างถูกต้องสามารถข้ามไปข้อที่ 4 ได้

1. เริ่มจากการโหลดไฟล์ภาพจากฐานข้อมูลในบริเวณใกล้เคียงกันโดยเข้าไปที่ Analysis->Image Servers->เลือก STSCI-DSS I/II จะมีหน้าต่างสำหรับโหลดภาพจากฐานข้อมูล ให้เลือก Retrieve เมื่อโหลดเสร็จจะมีภาพจาก DSS ขึ้นมาเป็นอีก frame หนึ่ง
2. ขั้นตอนต่อไปคือการทำให้แน่ใจว่า frame ของภาพทั้งสองอยู่ในขนาดใกล้เคียงกัน ทำได้โดยกลับไปเลือกที่ frame ภาพดั้งเดิม เข้าไปที่ Frame->Match Frame->WCS จะได้ภาพทั้งสองอยู่ใน scale เดียวกัน
3. หากภาพดั้งเดิม WCS มีปัญหาอาจจะต้องขยับ frame เล็กน้อย เช่น หากภาพที่ได้มีการกลับซ้ายขวากับภาพ DSS สามารถแก้ได้โดยไปที่ Zoom->Invert X
4. เราสามารถค้นหาจาก catalog หาข้อมูลดาวอ้างอิงได้โดยไปที่ Analysis->Catalogs->Optical->USNO-A2.0 หลังจากรอ Retrieve ข้อมูลเสร็จจะมีวงกลมสีเขียวล้อมรอบดาวขึ้นมา (หาก WCS ดั้งเดิมของภาพไม่ถูกต้องอาจจะมีการคลาดเคลื่อน ให้แก้โดยการเทียบ Catalogs กับภาพที่ได้จาก DSS โดยตามขั้นตอนที่ 1-3)
5. หากเราคลิกที่ชื่อดาวในตารางของหน้าต่าง Catalogs โปรแกรมจะเลื่อน frame ไปที่วัตถุอ้างอิงอันนั้นพร้อมกับวงกลมสีเขียวของวัตถุนั้นจะกระพริบเพื่อแสดงตำแหน่ง นอกจากนี้เรายังสามารถคลิกเลือกวัตถุอ้างอิงจากภาพ (คลิกที่วงกลมสีเขียว) ได้โดยการเข้าไปที่โหมด Edit->Catalog จากนั้นเปิดดูตารางเพื่อแสดงวัตถุที่เลือกไว้ได้

หมายเหตุ: การหา *magnitude* ของดาวอ้างอิงมีความสำคัญมาก หากงานที่ทำมีการทำ *photometry* เพื่อหาความสว่าง ควรจะใช้ DS9 ทำตามขั้นตอนนี้เพื่อหาความสว่างของดาวอ้างอิงในภาพสักสองสามดวงเสียก่อน

10.2.2 Iris

ซอฟต์แวร์ Iris เป็นซอฟต์แวร์สำหรับทำ Image Processing ที่สามารถ download ได้ฟรีและสามารถใช้เปิดไฟล์ FITS ได้สะดวก และจุดที่สำคัญที่สุดที่เราจะได้ใช้ประโยชน์ในงานวิจัยนี้คือ Iris สามารถนำมาทำโฟโตเมตรีของดาวแปรแสงได้ง่ายและตรงไปตรงมามาก โดยมีขั้นตอนดังต่อไปนี้

ในหน้าต่างซอฟต์แวร์ Iris ที่เมนู Analysis กด Aperture Photometry คำว่า aperture ในที่นี้หมายถึงการไขว่ (เรียกว่า aperture หรือ “รูวัดแสง”) ไปวางบนดาวที่เราต้องการวัดแสง โดยซอฟต์แวร์จะนับค่าความสว่างของแต่ละ pixel ของรูป ซึ่งเป็นรูปแบบหนึ่งของ flux ที่อยู่ภายในทั้ง aperture

การวัดนี้จะคล้ายกับการใช้ SAOImage ds9 เลื่อนเมาส์ไปยังดาวแล้วดูค่า Value ที่จะเพิ่มหรือลดตามความสว่างของ pixel ที่มี แต่การใช้ ds9 ดู value ของแต่ละ pixel จะดูได้เพียงทีละ pixel เท่านั้น ไม่สามารถดูค่าความสว่างรวมของดาวทั้งดวงได้ ทำให้อาจจะมีความคลาดเคลื่อนอยู่บ้าง (เช่น เมื่อเราเลือก pixel คลาดเคลื่อนไป และไม่ได้วัด value จาก pixel ที่สว่างที่สุดของดาวจริงๆ ฯลฯ) ดังนั้นวิธีการทำ aperture photometry จึงเป็นวิธีที่น่าเชื่อถือกว่า

อย่างไรก็ตาม aperture photometry ก็ไม่ใช่วิธีที่ดีที่สุด เพราะบางครั้งเมื่อมีดาวซ้อนทับกันมากในบริเวณที่มีดาวหนาแน่นเช่นทางช้างเผือก หรือบริเวณที่จะมีวัตถุแปลกปลอมอื่นๆ เข้ามาใน aperture เราจะใช้วิธีทำ PSF photometry แทน วิธีนี้อยู่นอกเหนือขอบเขตของงานวิจัยของเราในขั้นนี้ไป แต่หากสนใจศึกษาต่อทางดาราศาสตร์ก็จะพบว่า PSF photometry นี้เป็นวิธีที่น่าเชื่อถือที่สุดในการทำโฟโตเมตรี เพราะจะสร้างแบบจำลองของความสว่างดาวตามแบบจำลอง Point Spread Function หรือ PSF (บทที่ 8.4) และวัดความสว่างจากแบบจำลองที่ได้ อีกต่อหนึ่ง

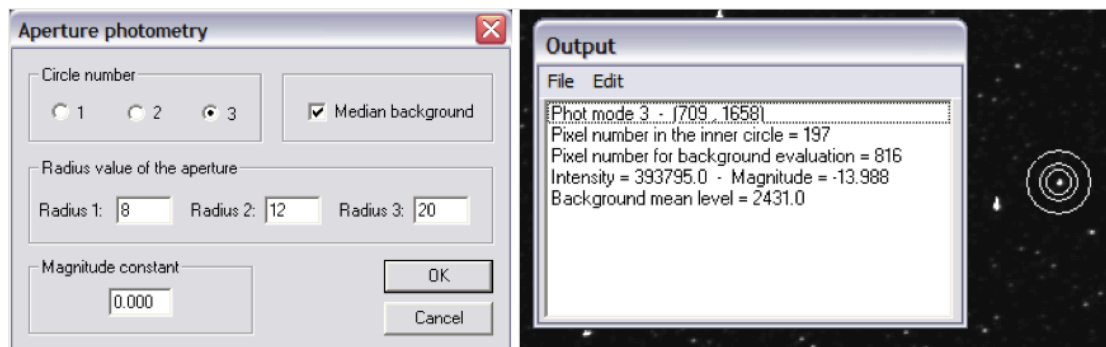
ทั้งนี้ สำหรับกรณีของงานวิจัยในเบื้องต้น การทำ aperture photometry ก็ถือว่ามีความเที่ยงตรงมากเพียงพอแล้ว

การติดตั้ง

สามารถติดตั้ง Iris ได้ที่ <http://www.astrosurf.com/buil/us/iris/iris.htm>

การทำ Aperture Photometry ด้วย Iris

1. เปิดภาพที่มีดาวที่ต้องการ ข้อควรทราบประการหนึ่งของการใช้ซอฟต์แวร์ Iris คือซอฟต์แวร์นี้ไม่สามารถใช้ระบบ WCS เหมือนกับ ds9 ดังนั้นจึงไม่สามารถอ่านค่า RA, DEC จากภาพได้ แต่ก็ยังสามารถแสดงตำแหน่ง X, Y ในภาพได้ ดังนั้นหากต้องการอ้างอิงถึงดาวดวงเดียวกับที่เห็นใน ds9 ก็จะต้องจำค่า X, Y ของตำแหน่งดาวมาเทียบใน Iris
2. ซอฟต์แวร์ Iris มีวิธีการแสดงภาพที่ค่อนข้างแตกต่างกับ ds9 เช่น ระบบ scale ที่ไม่มีระบบ zscale แต่เราสามารถทำให้ภาพสว่างขึ้นเพื่อให้เห็นดาวที่มีความจางมากได้โดยการปรับ histogram ในหน้าต่าง Threshold (รูปที่ 10.6) การปรับทำได้โดยเลื่อนแถบเลื่อนด้านบนให้ไปทางซ้าย โดยแถบเลื่อนด้านบนนี้เป็นตัวกำหนดระดับความสว่างที่จะให้ซอฟต์แวร์ประมวลผลภาพ เป็นสีขาว หรืออาจจะต้องเลื่อนแถบเลื่อนด้านล่างขึ้นมาเล็กน้อยด้วย โดยแถบเลื่อนด้านล่างนี้จะเป็นแถบที่ระบุระดับความสว่างที่จะให้ซอฟต์แวร์ประมวลผลเป็นสีดำ ในขั้นนี้ควรลองเปลี่ยนระดับความสว่างทั้งสองจนกว่าจะได้ระดับที่สามารถเห็น ดาวแปรแสงที่เราต้องการได้ชัดเจน โดยที่พื้นหลังไม่มีดหรือสว่างเกินไปนัก



รูปที่ 10.5: การทำโฟโตเมตรีด้วยซอฟต์แวร์ Iris (ซ้าย) หน้าต่าง Aperture Photometry ซึ่งจะมีตัวเลือกที่สำคัญคือจำนวนวงโฟโตเมตรีที่ใช้ในการวัดความสว่างของดาวและพื้นหลัง (ขวา) ผลการทำโฟโตเมตรี ข้อมูลที่สำคัญที่สุดคือค่า Intensity ซึ่งเป็นรูปแบบหนึ่งของความเข้มแสง (flux) ที่วัดได้

3. กดเมนู Analysis และ Aperture Photometry โปรแกรมจะแสดงหน้าต่าง Aperture Photometry (รูปที่ 10.5 (ซ้าย))
4. ในหน้าต่าง Aperture Photometry มีค่าสามอย่างหลักๆ ที่เราจะต้องปรับ คือ จำนวนวง aperture ที่เราต้องการ (Circle Number) ให้เลือก 3 วง ต่อมาคือ ขนาดของ aperture แต่ละวงที่ต้องการ (Radius value of the aperture) และค่า magnitude constant ซึ่งมีค่าคงที่สำหรับอุปกรณ์แต่ละชุด กล้องดูดาวและ CCD แต่ละชุดจะมีค่าคงที่นี้ต่างกัน (สำหรับงานวิจัยทั่วไป ไม่จำเป็นต้องใช้ค่านี้)

ในระบบ Aperture Photometry 3 วงนี้ โปรแกรมจะทำการรวม count ที่อยู่ภายในวงกลมในสุด หักลบด้วยพื้นหลัง ซึ่งจะอ้างอิงจาก median ของวงแหวนวงนอก (เรียกว่า annulus) โดย Radius 1 จะระบุขนาดของวงกลมในสุดที่จะทำการรวม count เพื่อหาความสว่างของดาว และวงที่ 2 และ 3 คือรัศมีด้านในและด้านนอกของวงแหวนที่ใช้วัดความสว่างพื้นหลังของภาพ ตามลำดับ สำหรับการเลือกรัศมีที่เหมาะสมสำหรับการทำ Aperture Photometry สามารถอ่านรายละเอียดเพิ่มเติมได้จากส่วนของโปรแกรม Aperture Photometry Tool (บทที่ 10.2.3)

เมื่อเลือกเรียบร้อยแล้วกด OK เพื่อเริ่มการทำโฟโตเมตรี

5. เมื่อเราทำการตั้ง Aperture เรียบร้อยแล้ว cursor บนภาพหลักจะเปลี่ยนเป็นรูปวงแหวน แสดง Aperture ที่เราตั้งค่าเอาไว้ ให้เลื่อนวงโฟโตเมตรีไปที่ศูนย์กลางดาว แล้วคลิกเมาส์เพื่อเลือกดาวที่ต้องการวัดความสว่าง โปรแกรม Iris จะแสดงหน้าต่าง Output แสดงผล

(รูปที่ 10.5 (ขวา))

6. ในหน้าต่าง Output นี้ ค่าที่เราสนใจจริงๆ มีเพียงค่าเดียว คือ ค่า Intensity ซึ่งจะบอกความสว่าง (ค่า intensity นี้จะเกี่ยวข้องกับ flux แต่ไม่ใช่ magnitude โดยตรง) ของดาวที่วัดได้ สำหรับค่า Magnitude ที่ Iris แสดงนั้นไม่สามารถใช้ได้เนื่องจากเราไม่ได้ปรับเทียบค่า Magnitude Constant ที่แตกต่างกันในแต่ละภาพ
7. หากต้องการทราบค่า magnitude ของดาวที่ทราบ Intensity แล้ว เราจะต้องทำโฟโตเมตริตามข้อ (5) กับดาวอีกอย่างน้อยหนึ่งดวงที่ทราบค่า magnitude (เช่น จากโปรแกรมแผนที่ดาว หรือจาก catalog ที่เราหาด้วยโปรแกรม DS9) โดยใช้ขนาดของวงโฟโตเมตริเท่ากันกับที่ใช้วัดดาวดวงแรกในข้อ 5. เพื่อให้ทราบค่า Intensity ของดาวอ้างอิง จากนั้นจึงนำมาหาค่า magnitude ปรากฏตามสมการ $m_1 - m_2 = -2.5 \log(F_1/F_2)$ โดยให้ F_1 และ F_2 เป็นค่า Intensity ของดาวอ้างอิง และดาวที่เราทำโฟโตเมตริและต้องการทราบ magnitude ปรากฏ และให้ m_1 เป็น magnitude ของดาวอ้างอิง ก็จะสามารถแก้สมการหา m_2 ที่เราต้องการได้

อีกวิธีหนึ่งที่เราอาจทำได้ก็คือการหาค่า magnitude constant โดยเอาค่า magnitude ที่โปรแกรมวัดได้ หักลบกับค่า magnitude ที่แท้จริงของดาว ความแตกต่างระหว่าง magnitude สองค่านี้คือค่า magnitude constant หากเราหักลบ magnitude ที่วัดได้จากโปรแกรมสำหรับดาวทุกดวง ด้วยค่า magnitude constant ที่ได้ในแต่ละภาพ เราก็จะได้ magnitude ที่แท้จริงของดาวเช่นเดียวกัน

8. ในการเลือกดาวอ้างอิงที่เหมาะสมนั้น ควรเลือกดาวอ้างอิงที่มีความสว่างใกล้เคียงกับดาวที่ต้องการทำโฟโตเมตริ อยู่ไม่ห่างจากดาวที่เราต้องการทำโฟโตเมตริเกินไป และควรพยายามเลือกให้เป็นดาวโดดๆ กล่าวคือหลีกเลี่ยงดาวที่มีดาวดวงอื่นอยู่ในวงวัดความสว่างพื้นหลังเท่าที่ ทำได้ และควรใช้ดาวอ้างอิงสองสามดวงเป็นอย่างน้อยแล้วเฉลี่ยเพื่อเพิ่มความแม่นยำในการวัด
9. หากต้องการสร้างกราฟแสงของดาวแปรแสง ให้ทำข้อ (5-6) ในภาพที่มีทุกภาพ แล้วหาค่า magnitude มาสร้างกราฟเป็นฟังก์ชันของเวลา

การเตรียมภาพหลายๆ ภาพ สำหรับการใช้งาน Iris

โปรแกรม Iris มีความสามารถในการ process ภาพพร้อมกันหลายๆ ภาพได้ ไม่ว่าจะเป็นการรวมภาพหลายๆ ภาพเอาไว้ด้วยกัน (Image Stacking) หรือการทำ Photometry ของดาวดวงกันบนภาพหลายๆ ภาพพร้อมๆ กัน (Batch Photometry) แต่ก่อนอื่นเราต้องทำการเปลี่ยนไฟล์ให้

อยู่ในรูปที่ Iris พร้อมที่จะนำไปใช้ต่อเสียก่อน ตามขั้นตอน ดังนี้

1. โปรแกรม Iris ไม่สามารถอ่านไฟล์ประเภท FITS ได้ แต่สามารถอ่านไฟล์ FIT ได้ หากเรามีไฟล์ FIT ที่ต้องการใช้กับ Iris เราสามารถแก้ไขได้โดยการเปลี่ยนชื่อไฟล์จาก filename.fits เป็น filename.fit หากเรามีไฟล์ที่ต้องการเปลี่ยนเป็นจำนวนมากอาจจะใช้โปรแกรมอื่นในการเปลี่ยนชื่อไฟล์พร้อมๆ กัน
2. ก่อนที่เราจะเริ่มการทำงานใดๆ ผ่านโปรแกรม Iris ได้นั้น เราต้องทำการเปลี่ยน Working Directory ไปสู่ Directory ที่ไฟล์ของเราอยู่เสียก่อน โดยเข้าไปที่ File->Settings เปลี่ยน Working path เป็น Directory ที่เราต้องการ และกด Ok
3. ในการจัดการกับไฟล์พร้อมกันหลายๆ ไฟล์ โปรแกรม Iris จะอ่านไฟล์ที่มีตัวอักษรนำเหมือนกัน ตามด้วยตัวเลขที่เรียงกัน เป็นลำดับ เช่น filename-1.fit, filename-2.fit, filename-3.fit,... filename-10.fit โดยตัวเลขจะไม่สามารถมีเลขศูนย์ขึ้นนำหน้าได้ (เช่น filename-001.fit จะไม่สามารถใช้ได้) เราสามารถใช้โปรแกรม Iris ในการเปลี่ยนชื่อเบื้องต้นได้ โดยเข้าไปที่ File->Select files จะมีหน้าต่าง Select files ขึ้นมา ให้เราเลือกประเภทไฟล์เป็น FIT จากนั้นลากไฟล์ทั้งหมดที่เราต้องการเปลี่ยนชื่อลงไป ตั้งชื่อ generic name (ชื่อไฟล์นำหน้าก่อนตัวเลข) และกด “Create the sequence” โปรแกรม Iris จะสร้างไฟล์ใหม่ที่เป็นชุดข้อมูลตามแบบที่ Iris ต้องการใน Directory เดียวกับไฟล์ต้นแบบ
4. หลังจากที่เราได้ไฟล์อยู่ในรูปที่เรียงกันตามที่ Iris ต้องการแล้ว เราจำเป็นต้องนำภาพทั้งหมดมา Align ให้ดาวทุกดวงอยู่ตรงกันเสียก่อน ที่เป็นเช่นนี้เนื่องจากระบบการ track ของกล้องดูดาวทั่วไปมักจะไม่สมบูรณ์แบบ และภาพที่ถ่ายในเวลาที่แตกต่างกันจะไม่ซ้อนกันพอดี แต่จะเหลื่อมกันเล็กน้อย
5. โหลดไฟล์แรกของชุดข้อมูล โดยเข้าไปที่ File->Load และเลือกไฟล์
6. หลังจากโหลดไฟล์แล้ว สามารถปรับ scale ให้เห็นภาพได้บนหน้าต่าง Threshold (กดปุ่มที่เป็นไอคอนรูปแถบเลื่อน หากไม่มีหน้าต่างขึ้นมา ดังรูปที่ 10.6) โดยปรับ scale ของ histogram ตามความเหมาะสม หรือกด Auto
7. เราสามารถเลือกบริเวณของภาพที่เราต้องการทำ align ได้ โดยการคลิกเมาส์ลาก เช่น บริเวณที่มีดาวมากเป็นพิเศษ หรือบริเวณที่เราสนใจศึกษา
8. เข้าไป Align ภาพได้ที่ Processing->Stellar registration... จะมีหน้าต่างขึ้นมา (รูปที่ 10.7) ให้เราใส่ชื่อ “Input generic name” เป็นชื่อขึ้นต้นไฟล์ในชุดข้อมูลของเรา



(ไอคอนรูป
แถบเลื่อน)

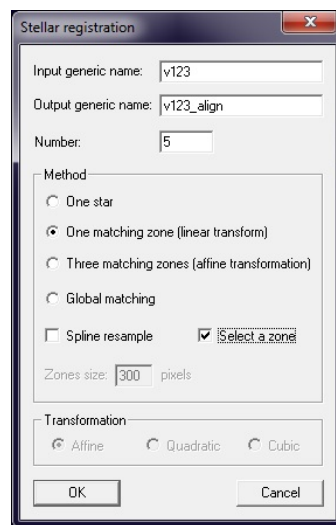
รูปที่ 10.6: หน้าต่าง Threshold เพื่อปรับ scale บนโปรแกรม Iris สามารถเปิดหน้าต่างได้ที่ปุ่มรูปแถบเลื่อน

(โปรแกรมจะอ่านทุกไฟล์ที่มีชื่อขึ้นต้นตามนี้ และลงท้ายด้วยตัวเลข เราไม่จำเป็นต้องใส่ทั้งหมด) และระบุชื่อ “Output generic name” ที่เราต้องการเซฟไฟล์ที่ทำการ align เอาไว้แล้ว เช่น filename_align จะเซฟไฟล์ในชื่อของ filename_align-1.fit, filename_align-2.fit,... ตามลำดับ และใส่ Number เท่ากับจำนวนไฟล์ทั้งหมดในชุดข้อมูลของเรา เช่น 5 ในกรณีที่เรต้องการ align 5 ภาพ

9. เราสามารถเลือก Method ในการ Align ภาพได้ “One Star” จะทำการ align ภาพโดยใช้ดาวเพียงดวงเดียวในบริเวณที่เราเลือกเอาไว้ “One matching zone” จะทำการ align ภาพโดยใช้ดาวทั้งหมดในบริเวณที่เราเลือกเอาไว้ หากเราไม่ได้ระบุ “Select a zone” โปรแกรมจะทำการ align โดยใช้ดาวทั้งหมดในภาพ เราสามารถใช้ “One matching zone” ได้ในกรณีทั่วไปเกือบทุกกรณี ยกเว้นกรณีที่ดาวเยอะมากเราอาจจะต้องการระบุเพียงบางส่วนเพื่อลดเวลาการคำนวณ
10. กด OK เพื่อเริ่มการ Align ภาพจะกระพริบและวงรอบดาวแสดงจุดที่โปรแกรมนำไปใช้ในการ Align
11. เมื่อเสร็จเรียบร้อยแล้ว หากเราเข้าไปดูที่ working directory เราจะพบว่าไฟล์ใหม่ถูกสร้างขึ้นมาเรียบร้อยแล้ว เราสามารถนำไฟล์ FIT ใหม่ไปใช้ในการวิเคราะห์โดย Iris ต่อได้

การใช้ Iris ในการรวมภาพ (Image Stacking)

หลังจากเราได้ align ภาพดังที่กล่าวเอาไว้แล้วในตอนที่แล้ว เราสามารถนำภาพที่เรียงกันมาซ้อนทับกัน (Image Stacking) เพื่อเพิ่ม Signal to Noise Ratio สำหรับภาพที่วัตถุมีความสว่างน้อยได้โดยการโหลดไฟล์แรกของชุดข้อมูลที่ได้ทำการ Align แล้ว จากนั้นให้เข้าไปที่ Processing->Add a sequence บนหน้าต่าง Add a sequence ให้ระบุชื่อ Input generic name



รูปที่ 10.7: หน้าต่าง Stellar Registration ในโปรแกรม Iris เพื่อทำการ align ไฟล์ FIT หลายๆ ไฟล์โดยการจัดเรียงตามเงื่อนไขที่ระบุเอาไว้ จากภาพนี้ Iris จะทำการนำไฟล์ที่มีชื่อ v123-1.fit, v123-2.fit, ..., v123-5.fit มาเรียงให้ตรงกันโดยใช้วิธี One matching zone ในบริเวณที่เราระบุไว้ และเปลี่ยนชื่อไฟล์เป็น v123_align-1.fit, ... v123_align-5.fit

เป็นข้อขึ้นต้นของชุดข้อมูลที่ได้ align ไปเรียบร้อยแล้ว พร้อมทั้งระบุ Number เท่ากับจำนวนไฟล์ทั้งหมดในชุดข้อมูลนี้

เราสามารถเลือกวิธีในการรวมภาพได้หลายวิธี แต่สำหรับในกรณีทั่วไป เราต้องการใช้เพียง Arithmetic ก็เพียงพอแล้ว ทิ้งเครื่องหมายถูกเอาไว้บน “Normalize if overflow” และกด Ok จะได้ภาพที่ stacked รวมกันเป็นที่เรียบร้อยแล้ว เราอาจจะสังเกตเห็นว่าภาพมีความคมมากขึ้นและมี noise ลดลง

เข้าไปที่ File->Save เพื่อทำการเซฟภาพที่ stacked เอาไว้แล้ว และเราสามารถนำไฟล์ภาพที่ stacked เอาไว้แล้วเพื่อวิเคราะห์ต่อไป

หมายเหตุ: เนื่องจากโปรแกรม Iris ไม่มีการใช้ค่า WCS ดังนั้นไฟล์ที่เซฟมาจากโปรแกรม Iris จะสูญเสียค่า WCS ไปเช่นกัน

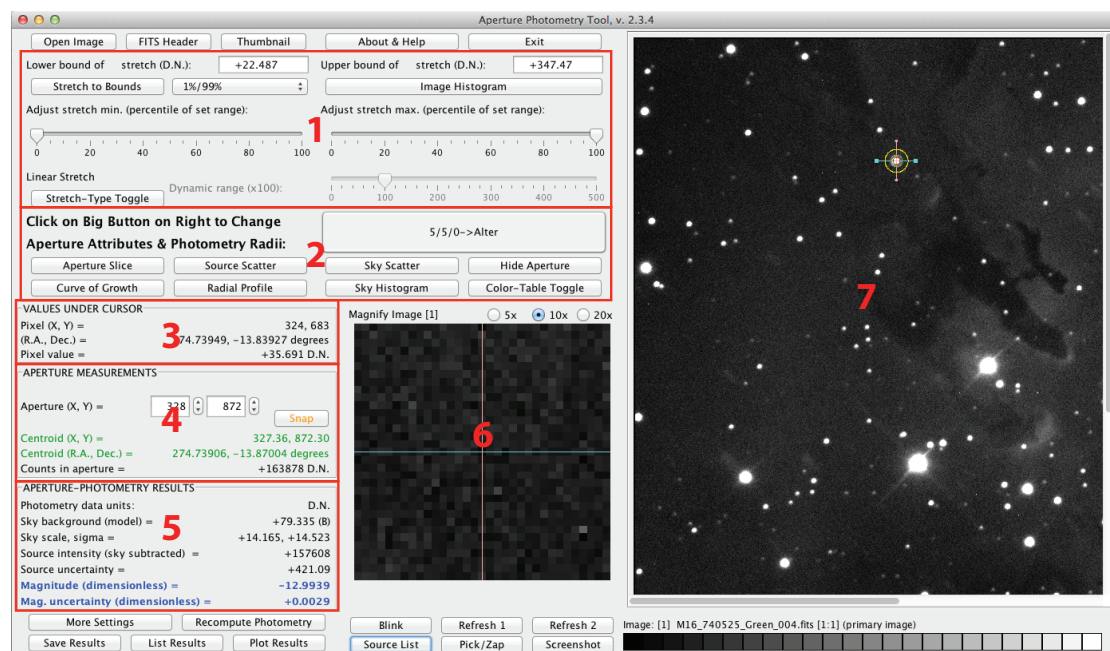
การทำ batch photometry ด้วย Iris

อีกประโยชน์หนึ่งของการ Align ภาพด้วย Iris ก็คือ เราสามารถนำภาพที่ได้ไปคำนวณหา Photometry พร้อมกันได้ทั้งหมด เช่น หากเราต้องการหา light curve ของดาวแปรแสงซึ่งเราถ่ายภาพติดต่อกันมา 100 ภาพ การนั่งทำ aperture photometry ทีละภาพอาจจะเป็นเรื่องที่ลำบาก เราสามารถใช้โปรแกรม Iris ช่วยได้ ดังนี้

1. เริ่มจากขั้นตอนการ Align ภาพดังที่กล่าวไปแล้วเบื้องต้น จากนั้นให้โหลดภาพแรกของชุดข้อมูลไฟล์ที่ได้ทำการ Align แล้ว
2. ขั้นตอนต่อไปเราจะเริ่มทำ photometry โดยเริ่มจากการเลือกดาวที่เราต้องการจะทำ photometry ในภาพ เข้าไปที่ Analysis->Select Objects
3. จะมีหน้าต่าง Output แสดงขึ้นมา พร้อมกับ cursor ของเราจะเปลี่ยนรูปร่างไป ให้คลิกบนดาวที่เราต้องการวัดความสว่างทั้งหมด โดยโปรแกรมจะแสดงดาวที่เราเลือกเอาไว้ทั้งจากหน้าจอหลัก และบนหน้าต่าง Output
4. หลังจากเราได้เลือกดาวที่เราต้องการทำ photometry เรียบร้อยแล้ว ให้เปิดหน้าต่าง Automatic Photometry โดยเข้าไปที่ Analysis->Automatic photometry
5. ในหน้าต่าง Automatic photometry ให้ใส่ชื่อ Input generic name เป็นชื่อนำหน้าไฟล์ในชุดข้อมูลที่ Align แล้ว และใส่ Number เป็นจำนวนไฟล์ทั้งหมดในชุดข้อมูล และให้ระบุชื่อไฟล์ output ที่ต้องการ เช่น output จะเขียนผล photometry อยู่ในรูป output.lst
6. (optional) เราสามารถเลือกให้ output แสดงค่า magnitude output ได้ แต่ก่อนจะนำไปใช้ได้ เราต้องทำการหาค่า magnitude constant ที่ได้ในแต่ละภาพเสียก่อน
7. เลือก Aperture photometry ใส่ค่า Radius 1, 2, 3 ให้สอดคล้องกับ FWHM เราอาจจะต้องการวิเคราะห์ขนาด Aperture ที่เหมาะสมก่อนจะทำการคำนวณ batch photometry จากนั้นกด Ok เพื่อเริ่มการทำ batch photometry
8. ค่าทาง photometry ของวัตถุต่างๆ พร้อมทั้งวันที่ของไฟล์ต่างๆในหน่วย JD จะถูกแสดงในหน้าต่าง Output นอกจากนี้ เรายังสามารถอ่านค่า output ได้จากไฟล์ output.lst ที่เราได้ตั้งชื่อเอาไว้ โดยไฟล์จะอยู่ใน Working Directory

10.2.3 Aperture Photometry Tool

โปรแกรม Aperture Photometry Tool (APT) นี้ สามารถทำ Aperture Photometry ได้เช่นเดียวกับ Iris สามารถปรับ aperture ได้ทั้งขนาดและรูปร่าง มีการวัด photometry ที่ค่อนข้างง่าย และข้อดีที่สุดคือสามารถหาแหล่งกำเนิดแสงในภาพได้ เหมาะกับงานที่ต้องการวัดแสงของดาวหลายๆ ดวง เช่น การทำ H-R diagram



รูปที่ 10.8: หน้าจอหลักของโปรแกรม Aperture Photometry Tool แสดงบริเวณต่างๆ: 1. ปรับค่า scale เพื่อการแสดงผล 2. ปรับค่า Aperture และสามารถแสดงผลค่าความสว่างๆ ต่างๆ เทียบกับ Aperture ได้ 3. พิกัดของ cursor 4. พิกัดและข้อมูลของ Aperture ที่เลือกอยู่ 5. ค่า Photometry ของ Aperture 6. แสดงบริเวณขยายของ cursor 7. หน้าจอแสดงภาพหลัก

การติดตั้ง

APT เป็นฟรีแวร์ สามารถติดตั้งได้ทั้งระบบปฏิบัติการแบบ Windows, Mac OS, และ Unix/Linux สามารถดาวน์โหลดได้ที่ <http://www.aperturephotometry.org>

ส่วนต่างๆ ของหน้าจอ Aperture Photometry Tool

รูปที่ 10.8 แสดงหน้าจอของ APT สามารถแบ่งส่วนที่สำคัญใหญ่ๆ ออกเป็นดังนี้

1. Scaling - เป็นส่วนที่ใช้ปรับค่าการแสดงผลต่างๆ สามารถปรับค่าของ Histogram ได้ทั้ง upper bound และ lower bound (ใช้ปรับว่าต้องมีความสว่างเท่าใดจึงจะให้ เป็น “สีขาว”) ใช้ปรับเพื่อให้เห็นรายละเอียดที่ต้องการในภาพได้ มีปุ่มแสดง Histogram เพื่อช่วยในการวิเคราะห์
2. Aperture Control - ส่วนที่ใช้ปรับค่าเกี่ยวกับ aperture ทั้งวงใน และ annulus มีปุ่ม Aperture Slice เพื่อแสดง ความเข้มของแสงรอบๆ aperture ทั้งในแกนตั้งและแกนนอน

นอกจากนี้ยังมีปุ่มอื่นๆ อีกมากเพื่อแสดงค่าความเข้มต่างๆ รอบ aperture และสำหรับทั้งภาพ

3. Values Under Cursor - แสดงค่าพิกัดของ pixel ที่ cursor อยู่ รวมไปถึงจำนวนอิเล็กตรอนของ pixel
4. Aperture Measurements - ข้อมูลเบื้องต้นของ Aperture ตำแหน่ง pixel ที่ aperture อยู่ ตำแหน่งของ centroid จำนวนอิเล็กตรอนทั้งหมดใน aperture
5. Aperture-Photometry Results - ข้อมูลทาง photometry ของ aperture ณ ปัจจุบัน ในการทำ aperture ทั่วไปเราสามารถอ่านค่าได้จากบริเวณนี้ โดยเฉพาะค่า source intensity (sky subtracted), magnitude (dimensionless), mag. uncertainty (dimensionless)
6. Magnify Image - แสดงภาพขยายรอบๆ pixel ที่ cursor อยู่
7. หน้าจอแสดงภาพหลัก - แสดงภาพโดยกว้าง ตำแหน่งของ Aperture สามารถคลิกบริเวณนี้เพื่อวางตำแหน่ง Aperture ใหม่

การทำ Aperture Photometry

1. เราสามารถเปลี่ยนโหมดในการทำ interpolation และ sky subtraction ได้ โดยเข้าไปที่ More Settings (อยู่บริเวณล่างซ้ายของหน้าจอ) การตั้งค่า interpolation มีประโยชน์สำหรับแหล่งกำเนิดแสงที่มีสิ่งแปลกปลอมปนอยู่ด้วย โดยโปรแกรมจะทำการ “เดา” ค่าใหม่จากรูปร่างของ PSF แทน pixel ที่มีค่าที่ผิดเพี้ยน (เช่น จำนวนอิเล็กตรอนล้นออกมาจากปริมาณที่ CCD เก็บเอาไว้ได้) ส่วน sky subtraction คือการหักลบค่า background ออกจากบริเวณ aperture ทำให้จำนวนอิเล็กตรอนที่เราวัดได้มาจากดาวจริงๆ โดยไม่มีส่วนของ background ปนอยู่ด้วย โดยปกติเรามักจะต้องการตั้งเอาไว้ที่ Model 0 = no aperture radial-profile interpolation (ไม่มีการประมาณค่า) และ Model B = sky-annulus median subtraction (ใช้ค่ามัธยฐานของ annulus ในการลบออกจาก aperture)

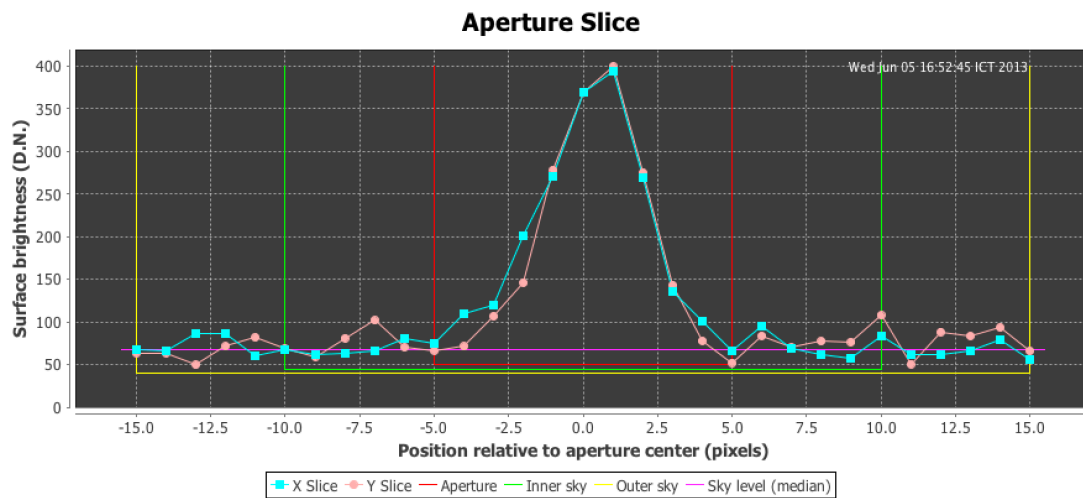
หาก aperture ที่แสดงมีแค่วงเดียว (ไม่มี annulus) แสดงว่าเราไม่ได้ตั้งให้โปรแกรมหักลบแสงจาก background ออกจาก aperture ให้เปลี่ยนเป็น Model B เสียก่อน

2. สามารถเลือกตำแหน่งที่จะวาง Aperture ได้ โดยการคลิกที่หน้าจอหลักบริเวณใกล้ๆ ดาวที่ต้องการจะวัดแสง โปรแกรมจะทำการหาแหล่งกำเนิด และ snap ไปสู่ศูนย์กลางของ

PSF เองโดยอัตโนมัติ

3. สามารถเปลี่ยนรายละเอียดของ Aperture ได้โดยคลิกไปที่ปุ่มใหญ่ ข้างๆ ข้อความ “Click on Big Button on Right to Change Aperture Attributes & Photometry Radii:” (โดยปกติ ปุ่มนี้จะมีตัวอักษรเขียนว่า “5/5/0 -> Alter” ซึ่งสามารถใช้แก้ตัวแปรเกี่ยวกับ Aperture ได้)
4. ในหน้าต่างนี้ เราสามารถปรับรัศมีของวงกลมได้โดยแก้ “Major radius (pixels):” หรือเปลี่ยน Aperture เป็นวงรีโดยการเช็ค “Check box to the left for circular aperture” ออก และเปลี่ยนค่า “Minor radius (pixels):” ให้ต่างจาก Major radius ค่า rotation angle จะบอกว่าการให้วงรีหมุนไปเท่าใด (Rotation angle) โดยทั่วไปเรามักจะใช้ Aperture วงกลม จึงไม่จำเป็นต้องใส่ค่า Minor radius และ Rotation angle
5. เปลี่ยนค่าวงกลม sky annulus ได้โดยการคลิกที่ปุ่ม “Sky annulus” จากหน้าต่างที่เข้าไปปรับค่า aperture จะมีอีกหน้าต่างขึ้นมา บริเวณที่เราสนใจคือค่า “Inner-sky radius (pix.):” และ “Outer-sky radius (pix.):” โดยเราสามารถปรับค่าได้ตามเหมาะสม
6. เช็คว่าค่าต่างๆ ที่เราตั้งเอาไว้ เหมาะสมพอดีหรือไม่ได้จากปุ่ม “Aperture Slice” บริเวณกลางหน้าจอบนหน้าต่างหลัก ปุ่มนี้จะแสดงหน้าต่างขึ้นมาอีกหน้าต่างหนึ่ง แสดง plot ตัดขวางรอบๆ บริเวณ Aperture ที่เราเลือกเอาไว้ โดยกราฟสองสีจะแสดงถึงความเข้มของแสงในแนวแกนนอนและแกนตั้งของ Aperture (รูปที่ 10.9) จากบทที่ 8.5 เราได้พูดเอาไว้ว่า ขนาดของ Aperture ที่เหมาะสม ควรจะมีความกว้างประมาณ 1.5-2.0 เท่าของ FWHM และขนาดของ sky-annulus ควรจะอยู่ที่ประมาณ 4-5/6-7 เท่าของ FWHM สำหรับ inner/outer sky annulus, ตามลำดับ²
7. ปรับค่า Aperture radius และ inner/outer sky annulus จนได้ค่าที่เหมาะสม
8. อ่านค่า source intensity และ magnitude (dimensionless) และ uncertainty (หากต้องการทราบความคลาดเคลื่อน) ของดาวดวงนั้นจากส่วนที่ 5 ในภาพ 10.8 และบันทึกข้อมูล
9. คลิกเลือกดาวอีกสองสามดวงที่เราทราบ magnitude ที่แน่นอนเพื่อทำการเทียบความสว่าง ในการเทียบความสว่างนี้เราต้องใช้ค่า aperture ค่าเดียวกัน จึงไม่จำเป็นต้องเปลี่ยนค่า aperture และ sky annulus ใดๆ อีก

²ค่าโดยประมาณ ในทางปฏิบัติควรจะปรับให้เหมาะสมกับภาพและสถานการณ์



รูปที่ 10.9: หน้าจอ Aperture Slice ของโปรแกรม APT สามารถช่วยให้เราเลือกขนาด Aperture และ sky-annulus ที่เหมาะสมได้ โดยเทียบขนาด aperture และ annulus กับระยะห่างจากจุดศูนย์กลางในหน่วยของ FWHM

Pick/Zap

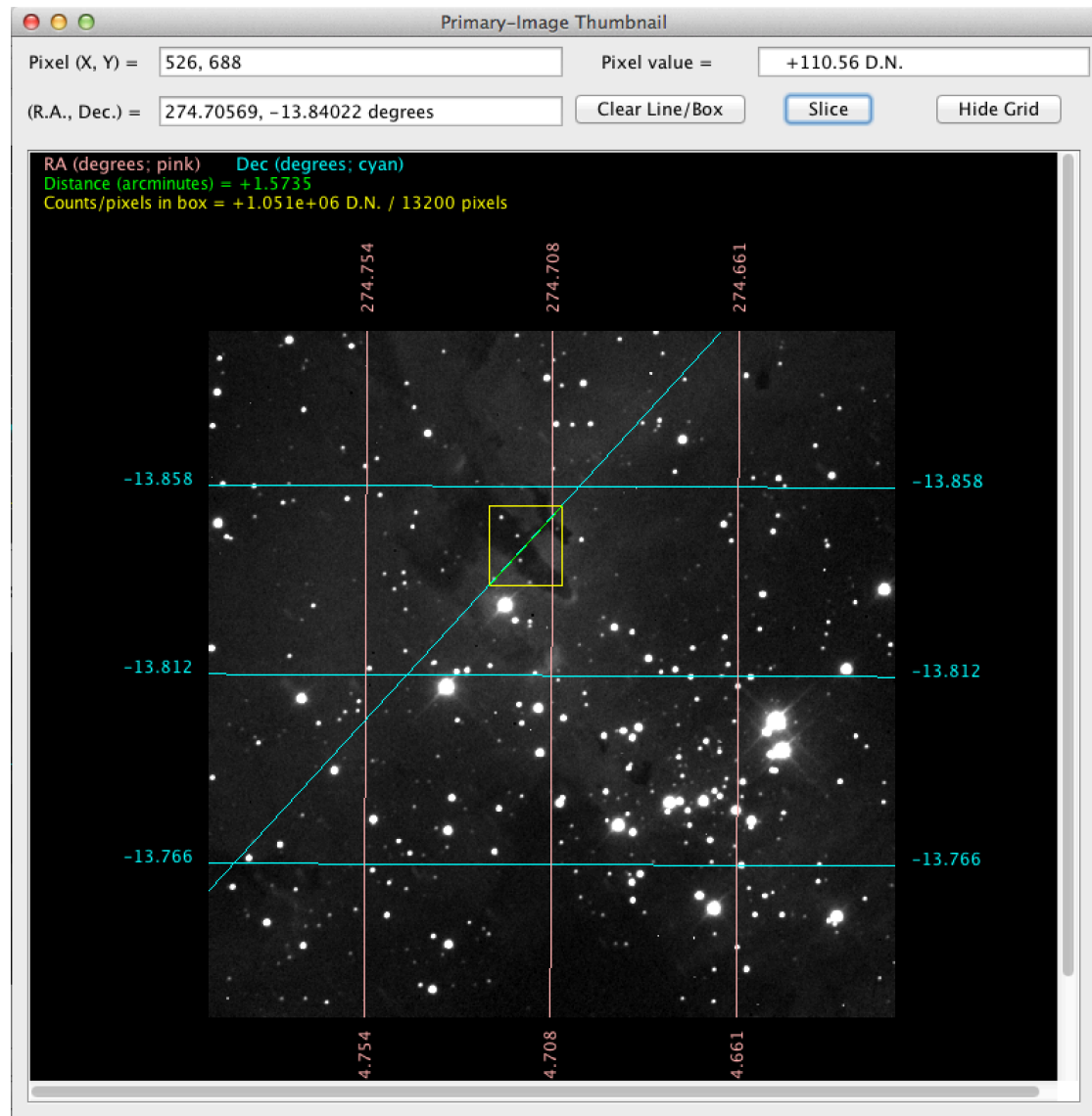
ในกรณีที่เรามี pixel ที่ผิดปกติและอาจจะมีผลกระทบต่อการทำ photometry โปรแกรม APT สามารถที่จะให้เราเลือกที่จะไม่นับบาง pixel ในการคำนวณได้ โดยเข้าไปที่ปุ่ม Pick/Zap บริเวณด้านล่างของหน้าจอ จะเปิดหน้าต่าง Pick/Zap Tool ขึ้นมา

- หากปุ่ม Zap ทางขวาถูกเลือกอยู่ เราจะสามารถเลือกบาง pixel ที่จะไม่เข้าไปคำนวณใน Photometry ได้
- หากปุ่ม Pick ถูกเลือกอยู่ เราสามารถแสดงค่าความเข้มของจุดต่างๆ ที่เราเลือกเอาไว้ได้
- สามารถล้างการ Pick/Zap ได้โดยการกดปุ่ม “Clear Picks/Zaps”

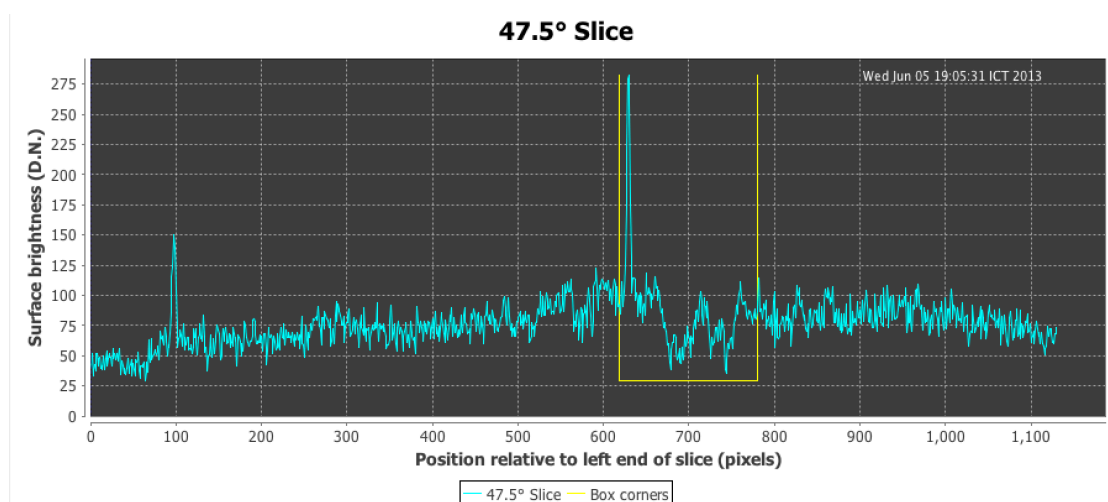
Thumbnail Panel

เมื่อเรากดปุ่ม “Thumbnail” บริเวณด้านบนของหน้าจอหลัก หน้าต่าง “Primary-Image Thumbnail” ก็จะเปิดขึ้นมา หน้าต่างนี้จะแสดงภาพโดยรวมของไฟล์ทั้งภาพ (ในขณะที่ภาพในหน้าจอหลักอาจจะแสดงไม่หมดทั้งภาพ) (รูปที่ 10.10)

ในหน้าต่างนี้ ตัวเลขสามชุดด้านบนแสดงถึงพิกัดและความเข้มของ pixel ณ ตำแหน่ง cursor ปุ่ม Show/Hide Grid จะแสดง grid ตามระบบพิกัดขึ้นมา หากเราลากเมาส์ในภาพนี้จะมี



รูปที่ 10.10: หน้าต่าง Primary-Image Thumbnail แสดง grid และ การวัดขนาดเชิงมุมของ Pillars of Creation ใน Eagle Nebula



รูปที่ 10.11: หน้าต่าง slice จากบน thumbnail แสดงภาพตัดขวางของ Eagle Nebula แสงสว่างที่หรี่ลงในกราฟ เป็นเนบิวลามีดที่มีลักษณะคล้ายวงช้าง (Elephant Trunk) ซึ่งเป็นบริเวณที่กำลังเกิดการรวมตัวของก๊าซ เป็นดาวดวงใหม่

เส้นสีเขียวขึ้นมา ล้อมรอบด้วยกล่องสี่เหลี่ยม บริเวณด้านบนซ้ายของหน้าต่างจะแสดงค่าความยาวเชิงมุม และจำนวน counts/pixels in box ขึ้นมา ทำให้เราสามารถใช้เครื่องมือนี้ในการวัดระยะเชิงมุมได้

นอกจากนี้ หากเราคลิกปุ่ม “Slice” ระหว่างที่เราได้ลากเส้นเอาไว้ จะมีหน้าต่าง “Slice Plot” ขึ้นมา (รูปที่ 10.11) หน้าต่างนี้จะแสดงค่า surface brightness ตามแนวที่เราลากเอาไว้ โดยจะมีบริเวณสี่เหลี่ยมแทนบริเวณที่อยู่ในกรอบ ทำให้เราสามารถเห็นรายละเอียดต่างๆ ของภาพได้ เช่นในรูปที่ 10.11 เราสามารถสังเกตเห็นบริเวณมืดสองบริเวณซึ่งสอดคล้องกับ Pillars of Creation ใน Eagle Nebula ในรูปที่ 10.10 หรือเราอาจจะต้องการเห็นการเปลี่ยนแปลงของ surface brightness ตามแกนของกาแล็กซี เป็นต้น

การระบุดาวอัตโนมัติ (Source-List Tool)

จุดเด่นอย่างหนึ่งของโปรแกรม APT ก็คือ โปรแกรมนี้สามารถหาดาวในภาพทั้งภาพให้เราได้โดยอัตโนมัติ โดยเราไม่จำเป็นต้องคลิกดูเอาทีละดวง โดยโปรแกรมจะสร้างไฟล์ขึ้นมาเพื่อระบุรายชื่อพิกัดของแหล่งกำเนิดแสงต่างๆ ซึ่งเราสามารถนำไฟล์นี้ไปใช้ในการทำ Photometry ของดาวในรายชื่อทุกดวงให้ได้โดยอัตโนมัติอีกด้วย

1. เริ่มจากการเปิดหน้าต่าง “Source-List Tool” จากการกดปุ่ม “source list” จากบริเวณด้านล่างของหน้าต่างหลัก

2. เริ่มสร้าง source list โดยการคลิกที่ “Create source list”
3. หน้าต่างใหม่จะเปิดขึ้นมา เราสามารถที่จะเลือกชื่อและตำแหน่งของไฟล์ที่จะเก็บข้อมูล source list ได้โดยการกดปุ่ม “reset source-list filename”
4. ในหน้าต่างนี้มี parameter จำนวนมากที่เราสามารถเปลี่ยนเงื่อนไขในการกำหนด source ได้ ตัวหนึ่งที่สำคัญที่สุดคือ “Source detection threshold (σ s above background)” ซึ่งเป็นตัวกำหนดว่า ความเข้มของแสงจะต้องมีค่ามากกว่าค่าเบี่ยงเบนมาตรฐานของ background noise มากน้อยแค่ไหน จึงจะนับเป็น source หากโปรแกรมหา source ที่มากเกินไป เราสามารถเพิ่มค่านี้ได้
5. เมื่อตั้งค่าเป็นที่พอใจเรียบร้อยแล้ว ให้กด “Create Source List” โปรแกรมจะทำการคำนวณและหาดาวในภาพ เมื่อเสร็จสมบูรณ์แล้วให้ปิดหน้าต่าง “Create Source List” แล้วกลับมาที่หน้าต่าง “Source-List Tool”
6. หลังจากที่เราโปรแกรมหา source พบแล้ว โปรแกรมจำเป็นต้องหาพิกัดสำหรับ source เหล่านั้นก่อน จึงจะสามารถนำไปคำนวณได้ ในหน้าต่าง “Source-List Tool” นี้ เราสามารถเลือกที่จะให้ระบบระบุพิกัดเป็น pixel หรือ Equatorial coordinate ได้ หากเราทราบ WCS หากเราต้องการนำ source list นี้ไปใช้กับภาพที่ถ่ายบริเวณเดียวกันกับภาพอื่น ควรจะใช้ source list ในพิกัด Equatorial coordinate
7. กดปุ่ม “Automatically Process Source List” และโปรแกรมจะทำการคำนวณหาพิกัดสำหรับดาวต่างๆ และทำการคำนวณ Aperture Photometry ตามค่า ที่เรที่ตั้งเอาไว้ (ดังนั้น ก่อนที่จะทำ source list เราควรจะให้แน่ใจว่าเราได้ค่า aperture ที่ถูกต้องเสียก่อน) เราสามารถเข้าไปดูพิกัดได้ที่ไฟล์ .dat ที่เรที่ตั้งไว้ใน “reset source-list filename” ปิดหน้าต่าง “Source-List Tool” เพื่อกลับสู่หน้าจอหลัก
8. เราสามารถเข้าไปดูข้อมูลทาง Photometry ของ source ทุกอันใน source list ได้โดยการกดที่ “List Results” จะแสดงตารางข้อมูลทุกอย่างของ source ทุกตัวที่โปรแกรมหาเอาไว้ หากเราต้องการนำข้อมูลนี้ไปใช้งานในโปรแกรมอื่น เช่น excel สามารถทำได้โดยการเข้าไปที่ File->Export Photometry Data to CSV File เราก็จะได้ตาราง List Results ในรูปของไฟล์แบบ .csv

9. เครื่องมืออีกอย่างที่น่าสนใจก็คือปุ่ม “Plot Results” ซึ่งสามารถสร้าง Plot ได้หลายชนิด แต่ชนิดหนึ่งที่เราจะยกตัวอย่างเอาไว้ในที่นี้ก็คือ Histogram Plot ให้เปลี่ยน X-axis Data เป็น Magnitude และกด “Histogram Plot” เราก็จะได้กราฟกระจายความถี่ แสดงถึงดวงดาวที่อยู่ในค่า magnitude ต่างๆ ทั้งหมดในภาพนี้ เช่น หากเราต้องการทราบว่าใน FOV นี้มีดาวที่มี magnitude 17-18 อยู่กี่ดวง เราสามารถทำได้โดยวิธีนี้ (หลังจากได้หาค่า magnitude constant และเปลี่ยน dimensionless magnitude เป็น magnitude ที่แท้จริงเป็นที่เรียบร้อยแล้ว)

10.3 โปรแกรมสร้างกราฟทั่วไป (Plotting Tool)

ในคู่มือปฏิบัติการนี้ เราสมมติว่าผู้ใช้ทุกคนมีพื้นฐานในการทำกราฟเบื้องต้นอยู่แล้ว โปรแกรมสร้างกราฟตามท้องตลาดมีทั่วไป และผู้ใช้ทุกคนก็ควรจะเลือกตามที่ตัวเองถนัด แต่เนื่องจากผู้ใช้ส่วนมากมักจะใช้โปรแกรม Microsoft Office ในการจัดการกับข้อมูล ผู้เขียนจึงได้รวบรวมเคล็ดลับการใช้งาน Excel ที่อาจจะเกี่ยวข้องกับงานวิจัยดาราศาสตร์มาไว้ในที่นี้

10.3.1 Microsoft Excel Tips

Import CSV file

ในการทำงานวิจัยหลายๆ ครั้ง เราจะได้ข้อมูลดิบมาในรูปของไฟล์ที่ไม่สามารถเปิดได้ทันทีด้วย Microsoft Excel แต่เรายังสามารถ Import เข้าไปเป็นรูปแบบที่ Excel อ่านได้ หนึ่งในนั้นก็คือไฟล์แบบ CSV (Comma Separated Variable) (เช่น ไฟล์ที่ export มาจากการสร้าง source list จากโปรแกรม APT ที่ได้กล่าวไปเบื้องต้น) เราสามารถข้อมูล text ที่อยู่ในลักษณะตารางใดๆ เข้าสู่ excel ได้ ดังนี้

1. เข้าไปที่ File->Import
2. จะมีหน้าต่างขึ้นมาถามว่า ไฟล์ที่ต้องการเป็นไฟล์ประเภทใด ให้เลือก CSV สำหรับไฟล์ .csv หรือ text สำหรับไฟล์ที่อยู่ในสกุล .txt หรือ .dat
3. เลือกไฟล์ที่เราต้องการ import เข้าไปใน excel
4. Text wizard จะเลือกวิธีการแบ่งคอลัมน์ที่เหมาะสม อย่างไรก็ตามเราสามารถปรับเปลี่ยนได้ตามที่เราต้องการ เลือก Delimited (สำหรับไฟล์แบบ csv ให้เลือก Delimited) หากไฟล์มีการแบ่งคอลัมน์ด้วยตัวอักษรพิเศษ เช่น เครื่องหมายลูกน้ำ (,) Tab หรืออื่นๆ หากไฟล์

มีการแบ่งคอลัมน์ด้วยช่องว่าง ให้เลือก fixed width

5. เลือกประเภท Delimiter สำหรับไฟล์แบบ Delimited (สำหรับไฟล์แบบ csv ให้เลือกตัวลูกน้ำ) และเลื่อนแถบช่องว่างสำหรับ fixed width
6. เลือกรูปแบบของข้อมูล โดยทั่วไปเราสามารถเลือก General ได้
7. กด Finish เพื่อเสร็จสิ้นการ Import เลือกตำแหน่งเซลล์ที่ต้องการ Import เข้ามา

การสร้างกราฟวิทยาศาสตร์

ผู้อ่านสามารถหาคู่มือการสร้างกราฟโดย excel ได้จากคู่มือการใช้ excel ทั่วๆ ไป แต่สำหรับการสร้างกราฟทางวิทยาศาสตร์แล้ว ส่วนมากเราจะต้องการใช้กราฟประเภท scatter plot โดยไม่มีเส้นเชื่อมระหว่างจุด

Trendline

หากเราต้องการทราบว่า scatter plot ของเรา มีแนวโน้มไปในทางใด เราสามารถทำได้โดยการคลิกที่ตัวข้อมูลในกราฟ คลิกขวา และเลือกตัวเลือก “Add Trendline” โดยเราสามารถเลือกกราฟเชิงเส้น หรือด้วยสมการอื่นๆ ได้ ทั้งนี้ในการทำงานทางวิทยาศาสตร์ส่วนมาก การสร้าง trendline โดยวิธีอื่นอาจจะไม่มีความน่าเชื่อถือที่มากพอ จึงไม่ควรนำวิธีนี้ไปใช้กับข้อมูลที่ไม่ใช่เชิงเส้น เช่น ไม่ควรสร้าง Trendline กับการแปรแสงของดาว

นอกจากนี้ เรายังสามารถให้ trendline แสดงสมการได้ โดยการคลิกขวาที่ trendline และเลือก option->display equation on chart

การกลับแกน

ในการพล็อตกราฟทางดาราศาสตร์หลายๆ ครั้ง เราอาจจะต้องการพล็อตความสว่างปรากฏในแกน y โดยแสดงดาวที่สว่างมากเอาไว้ข้างบน อย่างไรก็ตาม ในตามนิยามของระบบ magnitude แล้ว ค่า magnitude ที่มาก แสดงถึงดาวที่มีความสว่างน้อย ดังนั้นในการแสดงผลกราฟ เราจำเป็นต้องกลับข้างแกน y เสียก่อน โดยสามารถทำได้ดังนี้

1. ไปที่กราฟที่พล็อตเอาไว้แล้ว คลิกขวาที่แกนที่ต้องการจะกลับข้าง เลือก Format Axis

2. เลื่อนไปที่แท็บ scale บริเวณด้านล่างจะมีปุ่มให้เลือกอยู่สามอัน อันที่เราต้องการก็คือ “Value in reverse order”
3. หากว่า magnitude ของเราเป็นบวก excel มักจะวางแกน x เอาไว้ด้านบน เราสามารถเลื่อนกลับลงมาได้โดยการเลือก “Horizontal axis crosses at maximum value”

บทที่ 11

ตัวอย่างโครงงานวิจัยทางดาราศาสตร์

ในบทนี้ ผู้เขียนได้ทำการพยายามรวมแนวความคิดที่จะสามารถนำไปทำเป็นโครงงานวิจัยทางดาราศาสตร์ในขั้นต้นได้ อย่างไรก็ตาม โครงงานวิจัยที่เขียนในบทนี้เป็นเพียงตัวอย่างโครงงานวิจัยที่ออกแบบมาสำหรับเป็นโครงงานวิทยาศาสตร์ของนักเรียนระดับชั้นมัธยมต้นถึงมัธยมปลาย และเป็นเพียงตัวอย่างคร่าวๆ ของงานที่สามารถทำได้เท่านั้น ในตัวงานวิจัยเอง ผู้อ่านสามารถที่จะนำไปต่อยอด คิดเพิ่มเติม หรือศึกษานอกไปจากขอบเขตที่กล่าวเอาไว้คร่าวๆ ในที่นี้

หากเป็นไปได้ ผู้เขียนอยากเสนอให้ผู้ที่มีความประสงค์จะทำโครงงานทางดาราศาสตร์ทุกคนได้พยายามหาเรื่องและหัวข้อที่ตัวเองสนใจเสียก่อน และผู้เขียนจะมีความยินดีเป็นอย่างยิ่ง หากผู้อ่านสามารถร่างโครงงานวิจัยที่นอกเหนือไปจากตัวอย่างที่ให้มาไว้ ณ ที่นี้ และนำไปทำต่อจนได้ผลสำเร็จ

โดยนิยามแล้ว งานวิจัยควรจะเป็นการค้นคว้าที่เกิดขึ้นใหม่ และไม่เคยมีใครทำมาก่อน อย่างไรก็ตาม อาจจะเป็นเรื่องยากที่จะหางานวิจัยในเรื่องที่ยังไม่เคยมีคนทำ โดยใช้อุปกรณ์ที่คนทั่วไปสามารถเข้าถึงได้ และตัวอย่างที่ให้เอาไว้ในที่นี้ อาจจะเป็นเรื่องที่มีคนศึกษามาแล้วอย่างถี่ยิบ ผู้เขียนอยากจะเชิญชวนให้ผู้อ่านพยายามคิดต่อยอดไปจากตัวอย่างที่ให้เอาไว้ เพื่อที่จะได้ดัดแปลงงานวิจัยเป็นงานวิจัยใหม่ ที่ยังไม่มีใครทำ ในแบบฉบับของผู้อ่านเอง

11.1 โครงงานเบื้องต้น (Basic Projects)

โครงงานในระดับนี้เป็นโครงงานอย่างง่าย เหมาะสำหรับระดับชั้นมัธยมศึกษาตอนต้น หรือผู้ที่ยังไม่ชำนาญหรือยังไม่พร้อม กับ ขั้นตอนที่ซับซ้อนที่เกี่ยวข้องกับกล้องโทรทรรศน์

โครงงานในระดับนี้อาจจะไม่จำเป็นที่จะต้องเป็นเรื่องที่ใหม่ และอาจจะเป็นการค้นคว้าที่สำคัญทางดาราศาสตร์ที่เคยมีนักวิทยาศาสตร์ชื่อดังเคยทำแล้วในอดีต แต่เราสามารถดัดแปลงการทดลองเหล่านี้เพื่อทดลองซ้ำ ด้วยเครื่องมือสมัยใหม่ในยุคปัจจุบันเพื่อทดสอบว่าวิธีดั้งเดิมมีความแม่นยำอย่างไร หากเราใช้อุปกรณ์ที่มีความแม่นยำในยุคนี้

การศึกษาอัตราการหมุนของดวงอาทิตย์จากการสังเกตจุดบนดวงอาทิตย์

เราสามารถศึกษาอัตราการหมุนของดวงอาทิตย์ได้โดยการศึกษาว่าจุดบนดวงอาทิตย์ใช้เวลาเท่าใดในการเคลื่อนที่ อย่างไรก็ดีตาม อัตราการหมุนของดวงอาทิตย์จะเปลี่ยนไปตามละติจูดบนดวงอาทิตย์ และจำเป็นต้องเทียบหาอัตราการหมุนแยกตามละติจูด โครงการนี้เป็นโครงการที่จัดว่าค่อนข้างง่าย และอาจจะสามารถดัดแปลงให้เป็นการทดลองระยะสั้นในห้องเรียนได้

การศึกษาการเกิดหลุมอุกกาบาต

เป็นโครงการวิจัยที่มีลักษณะคล้ายกับ “การทดลอง” เราสามารถทดลองการเกิดหลุมอุกกาบาตได้ โดยการปล่อยมวลที่มีรูปร่าง มวล จากระดับความสูงต่างๆ (เช่น ปล่อยลูกเหล็กทรงกลมเส้นผ่านศูนย์กลาง 1” จากความสูง 1 เมตร ลงในกระเบะทราย) และวัดขนาดและรูปร่างของหลุมอุกกาบาตที่เกิดขึ้นเพื่อหาว่าปัจจัยทั้งสามมีผลอย่างไรในการเกิดหลุมอุกกาบาต ขนาดเส้นผ่านศูนย์กลางของหลุมอุกกาบาตขึ้นอยู่กับ มวล โมเมนตัม หรือพลังงานจลน์มากกว่ากัน? ทิศทางในการตก หรือรูปร่างของอุกกาบาตมีผลกับรูปร่างของหลุมอุกกาบาตหรือไม่? เราอาจจะสร้างสมการการทำนายขนาดหลุมอุกกาบาตจาก มวล ความหนาแน่น ความเร็ว รูปร่าง ฯลฯ ของอุกกาบาตที่ตกลงสู่โลก โครงการนี้เป็นโครงการง่ายๆ ที่อาจจะสามารถดัดแปลงไปเป็นการทดลองในห้องเรียนในระยะสั้นได้เช่นกัน

การศึกษาการเคลื่อนที่ของดวงอาทิตย์

เราสามารถศึกษาการเคลื่อนที่ของดวงอาทิตย์บนท้องฟ้าได้โดยง่าย เพียงการหาไม้ หรือสิ่งก่อสร้างสูง เช่น เสาธงในโรงเรียน และทำการวัดตำแหน่งที่ปลายเงาทอดลงบนพื้นดิน การศึกษาดำแหน่งปลายเงาในวันสามารถบอกได้ว่าในหนึ่งวันดวงอาทิตย์มีการเคลื่อนที่อย่างไร อยู่สูงจากขอบฟ้า เป็นมุมกี่องศา ในแต่ละช่วงเวลา และการศึกษาความยาวของเงาที่สั้นที่สุดในแต่ละวันช่วงใกล้เที่ยงวัน สามารถบอกเราได้ว่าความสูงของดวงอาทิตย์เที่ยงวันในแต่ละวันเปลี่ยนไปอย่างไรในหนึ่งปี นอกจากนี้ หากเราทำการศึกษาดำแหน่งของเงา ณ เวลาเดียวกันในทุกๆ วัน เราจะได้ภาพตำแหน่งของดวงอาทิตย์เป็นรูปร่างคล้ายเลข 8 เรียกว่า analemma ซึ่งสามารถบอกเราได้ว่าแกนโลกมีความเอียงเท่าใด และวงโคจรของโลกมีความรีอย่างไร จากกฎของเคปเลอร์

ศึกษาการเคลื่อนที่ของดาวเคราะห์

ดาวเคราะห์ทุกดวงจะมีการเคลื่อนที่ไปใกล้เส้นสุริยวิถี ดาวเคราะห์วงใน เช่น ดาวศุกร์ จะอยู่ห่างจากดวงอาทิตย์ได้ไม่เกินประมาณ 40 องศา ดาวเคราะห์วงนอก เช่น ดาวอังคาร ในช่วงใกล้ opposition จะมีการเคลื่อนที่ย้อนกลับทิศทางเดิมที่เดินทางอยู่เป็นประจำ เรียกว่า retrograde motion ทั้งหมดนี้เป็นการศึกษาที่สามารถทำได้ด้วยตาเปล่า เป็นโครงการระยะยาวที่สอนให้นักเรียนรู้จักทำการสังเกต และเรียนรู้เกี่ยวกับท้องฟ้าและกลุ่มดาว

การศึกษาวงโคจรของดาวเคราะห์ หรือบริวารของดาวเคราะห์

เช่นเดียวกับที่เคปเลอร์ได้ค้นพบกฎการเคลื่อนที่ของดาวเคราะห์จากการสังเกตการเลื่อนตำแหน่งของดาวเคราะห์ด้วยตาเปล่า เราสามารถหาวงโคจรของดาวเคราะห์หรือบริวารได้ด้วยการศึกษาการเปลี่ยนตำแหน่งโดยละเอียด เนื่องจากการศึกษาการเปลี่ยนตำแหน่งของดาวเคราะห์อาจจะใช้เวลานาน เราอาจจะดัดแปลงและใช้ข้อมูลเกี่ยวกับดาวเคราะห์ที่มีอยู่แล้ว เมื่อประมาณ 400 ปีที่แล้ว Kepler ใช้เพียงระยะเชิงมุมจากดวงอาทิตย์ถึงดาวเคราะห์ ที่ทำการวัดสองครั้ง ในเวลาที่ห่างกันหนึ่งวงโคจรของดาวเคราะห์นั้นๆ เพื่อ triangulate หาตำแหน่งของดาวเคราะห์ในวงโคจร จากการหาตำแหน่งของดาวเคราะห์ในวงโคจรหลายตำแหน่งของวงโคจร จึงทำให้สามารถพิสูจน์ได้ว่าวงโคจรของดาวเคราะห์เป็นวงรี

การหารัศมีของโลกโดยใช้วิธีของ Erathosthenes

นักปราชญ์ชาวกรีก Erathosthenes สามารถหารัศมีของโลกได้ โดยใช้เพียงการสังเกตมุมของดวงอาทิตย์เที่ยงวันในวันเดียวกัน เปรียบเทียบระหว่างสองตำแหน่งบนโลกที่ทราบระยะห่างในแนวละติจูดที่แน่ชัด ด้วยอุปกรณ์สมัยใหม่ การหาระยะทางผ่าน GPS ที่มีความแม่นยำ เราสามารถทดลองหารัศมีของโลกโดยใช้วิธีของ Erathosthenes แต่ด้วยความแม่นยำที่ได้จากการวัดด้วยเครื่องมือสมัยใหม่

การหาระยะทางจากโลกถึงดวงจันทร์และดวงอาทิตย์โดยใช้เรขาคณิตอย่างง่าย

นักปราชญ์ชาวกรีก Hipparchus ได้ทำการประมาณระยะทางจากโลกถึงดวงจันทร์ โดยการเปรียบเทียบเวลาระหว่างการเกิดจันทรุปราคาและสุริยุปราคา เนื่องจากดวงจันทร์โคจรด้วยความเร็วค่อนข้างคงที่ ความแตกต่างระหว่างเวลาในการเกิดปรากฏการณ์ทั้งสองจึงขึ้นอยู่กับระยะทางระหว่างโลกกับดวงจันทร์ นอกไปจากนี้ Hipparchus ยังประมาณได้ว่า ดวงอาทิตย์อยู่ห่างจากโลกเป็นกี่เท่าของระยะห่างถึงดวงจันทร์ จากการวัดมุมระหว่างดวงจันทร์ขึ้น 7 คำถึงดวงอาทิตย์ และใช้ตรีโกณมิติในการเปรียบเทียบระยะทาง ทั้งหมดนี้ Hipparchus สามารถทำได้โดยใช้เพียงการสังเกตด้วยตาเปล่า เราสามารถพัฒนาความแม่นยำของวิธีของ Hipparchus ได้โดยการใช้เครื่องมือในยุคปัจจุบัน

การศึกษาคาบในการหมุนของดาวพฤหัสบดี และดวงจันทร์กาลิเลียนของดาวพฤหัสบดี

กาลิเลโอ กาลิเลอี ได้ค้นพบว่าดาวพฤหัสบดีมีดวงจันทร์ 4 ดวง ด้วยกล้องโทรทรรศน์อย่างง่าย นอกไปจากนี้ เขายังพบว่า การหมุนรอบตัวเองของทั้งดาวพฤหัสบดี และดวงจันทร์บริวาร มีอัตราที่แตกต่างกัน ทั้งหมดนี้กาลิเลโอสามารถทำได้จากการใช้กล้องโทรทรรศน์อย่างง่าย ซึ่งมีความละเอียดน้อยกว่ากล้องโทรทรรศน์อย่างง่ายที่ผลิตด้วยเทคโนโลยีปัจจุบัน

การประมาณขนาด หรือระยะทางของดาวเคราะห์

เราสามารถวัดขนาดเชิงมุมของดาวเคราะห์ในระบบสุริยะได้ง่าย โดยใช้เพียงกล้องโทรทรรศน์กำลังขยายต่ำ และกล้องถ่ายภาพอย่างง่าย การวัดขนาดเชิงมุมอาจจะทำได้โดยการคำนวณจากระยะโฟกัสของเลนส์ หรือทำได้โดยการเปรียบเทียบกับวัตถุอ้างอิงที่ทราบขนาดเชิงมุมเป็นที่แน่นอน เมื่อเราวัดขนาดเชิงมุมได้แล้ว เราสามารถนำขนาดเชิงมุมนี้ไปหาขนาดเส้นผ่านศูนย์กลางของวัตถุได้หากเราทราบระยะทางจากโลกถึงวัตถุ ณ เวลานั้น หรือในทางกลับกัน เราสามารถคำนวณหาระยะทางถึงวัตถุได้ หากเราทราบขนาดเส้นผ่านศูนย์กลางที่แท้จริงของวัตถุ

11.2 งานวิจัยที่ใช้การวัดตำแหน่งวัตถุท้องฟ้า (Astrometry)

ตัวอย่างงานวิจัยในช่วงนี้ เป็นงานวิจัยที่ใช้การวัดตำแหน่งของวัตถุท้องฟ้าเป็นหลัก

การหาความลึกของหลุมของดวงจันทร์

เราสามารถหาความลึกของหลุมบนดวงจันทร์ได้โดยการวัดมุมที่ขอบหลุมบนดวงจันทร์ทอดไปบนกันหลุมเบื้องล่าง ทั้งนี้ มุมนี้จะเปลี่ยนไปตามทิศที่ดวงอาทิตย์ทำต่อขอบหลุมนั้น ซึ่งเราสามารถเพิ่มความแม่นยำได้โดยการศึกษาซ้ำ ณ เวลาที่มุมของดวงอาทิตย์กับขอบนั้นต่างกันออกไป

การหาระยะทางโดยใช้ปรากฏการณ์พิเศษทางดาราศาสตร์

เราสามารถหาระยะทางถึงวัตถุได้ขณะที่วัตถุท้องฟ้ามีการผ่านหน้ากัน เช่น การหาระยะทางถึงดาวศุกร์ด้วยปรากฏการณ์ดาวศุกร์ผ่านหน้าดวงอาทิตย์ เราสามารถหาระยะทางถึงดวงจันทร์ได้ด้วยปรากฏการณ์สุริยุปราคาเต็มดวง อย่างไรก็ตาม งานวิจัยในลักษณะนี้จำเป็นต้องรอให้เกิดปรากฏการณ์เหล่านี้ขึ้นก่อน

การหาระยะทางถึงวัตถุใกล้โลกโดยวิธีพารัลแลกซ์

วัตถุที่อยู่ใกล้โลกจะมีพารัลแลกซ์ที่สามารถสังเกตได้จากจุดสังเกตสองจุดบนโลกที่ห่างกันไม่มาก เราสามารถทำการหาระยะความสูงจากพื้นโลกถึงวัตถุหลายๆ อย่างได้โดยการถ่ายภาพวัตถุเดียวกัน ด้วยเวลาเดียวกัน แต่จากคนละตำแหน่ง เช่น คนละอำเภอ หรือคนละจังหวัด โดยวัตถุที่มีความสูงจากพื้นโลกมาก อาจจะต้องการะยะทางที่ไกลเพื่อให้สามารถสังเกตมุมพารัลแลกซ์ได้ วัตถุที่อาจจะวัดความสูงจากพื้นโลกได้ด้วยเทคนิคนี้ เช่น ดาวตก ดาวเทียม สถานีอวกาศนานาชาติ ไปจนถึงดวงจันทร์

การค้นหาดาวเคราะห์น้อยหรือดาวหาง

ในประวัติศาสตร์ การค้นพบดาวเคราะห์น้อย ดาวหาง หรือวัตถุท้องฟ้าหลายๆ ครั้ง เกิดขึ้นจากการนักดาราศาสตร์มือสมัครเล่น การค้นพบเหล่านี้ สามารถทำได้โดยการถ่ายภาพ หรือสังเกตท้องฟ้าซ้ำไปเรื่อยๆ แล้วเปรียบเทียบกับภาพเก่าๆ เพื่อหาวัตถุที่เกิดการเลื่อนตำแหน่ง อย่างไรก็ตาม การพัฒนาการของกล้องทางงานวิจัย software และ algorithm ในการค้นหาวัตถุท้องฟ้า ทำให้โครงการ survey หลายชนิดได้มีผลการทำการค้นหาวัตถุใกล้โลกโดยอัตโนมัติด้วยประสิทธิภาพที่สูง ในปัจจุบันโอกาสที่เราจะสามารถค้นพบวัตถุท้องฟ้าที่ยังไม่เคยมีคนค้นพบได้ จึงอาจนับได้ว่ามีน้อยมากจนแทบไม่มีเลย

การหาเส้นทางเดินของดาวเคราะห์น้อยหรือดาวหาง

ศึกษาเส้นทางเดินของดาวเคราะห์น้อยหรือดาวหางที่เราทราบแล้ว โดยการเปรียบเทียบตำแหน่งที่ถ่ายไว้ ณ เวลาที่แตกต่างกัน อาจจะศึกษาการเปลี่ยนแปลงของความเร็ว หรือเส้นทางเดินในระบบสุริยะ

stellar parallax

การหาระยะทางถึงดาวฤกษ์ที่อยู่ใกล้ เราสามารถทำได้โดยใช้วิธี stellar parallax นี่เป็นวิธีที่ใช้หาระยะทางถึงดาวฤกษ์ วิธีแรกๆ ที่เกิดขึ้น อย่างไรก็ตาม วิธีนี้มีข้อจำกัดเฉพาะดาวฤกษ์ที่มีระยะทางไม่ไกลจากระบบสุริยะมากนัก และในการศึกษา stellar parallax จำเป็นต้องใช้เวลาห่างกันในระดับครึ่งปี

proper motion

การศึกษาการเคลื่อนที่ของดาวฤกษ์บนท้องฟ้านี้ อาจจะคล้ายๆ กับการหาระยะทางโดยวิธี stellar parallax กล่าวคือเป็นการหาระยะเชิงมุมที่เปลี่ยนไปของดาวฤกษ์ เมื่อเวลาที่สังเกตเปลี่ยนไป อย่างไรก็ตาม การวิจัยประเภทนี้มีจุดประสงค์ในการหาการเคลื่อนที่ในแนวตั้งฉากกับเส้นสายตา การศึกษาความเร็วในแนวเส้นสายตานั้นสามารถทำได้ง่ายโดยการศึกษา redshift แต่การศึกษาความเร็วในแนวตั้งฉากกับเส้นสายตายังคงจำเป็นต้องใช้วิธีนี้อยู่ วิธีนี้มีความจำเป็นต้องใช้ระยะเวลาสังเกตที่ยาวนาน โดยเฉพาะสำหรับดาวที่มีระยะทางอยู่ไกลโลกออกไปมาก

การหาความหนาแน่นของดาวในกาแล็กซีทางช้างเผือกเทียบกับพิกัดกาแล็กซี

เราอาจจะทำการสุ่มตำแหน่งบนท้องฟ้าในบริเวณพิกัดกาแล็กซีต่างๆ และทำการนับดาวที่มีความสว่างอยู่ในช่วงที่เราศึกษา และเราสามารถทำการพล็อตความถี่ของดาวในช่วงลำดับความสว่างปรากฏ กับระบบพิกัดกาแล็กซี เราอาจจะนำความสัมพันธ์นี้ไปบอกถึงรูปร่างของกาแล็กซีทางช้างเผือกโดยคร่าวๆ อย่างไรก็ตาม ดาวที่อยู่ไกลมากๆ ตามระนาบกาแล็กซีจะเจอปัญหา interstellar extinction และถูกบดบังในช่วงคลื่นแสงปรกติได้

การประเมิน Interstellar Extinction

เราทราบว่าฝุ่นและก๊าซในกาแล็กซี มีส่วนในการบดบังแสงจากดาว และทำให้ดาวมีสีที่ “แดง” และความสว่างปรากฏน้อย กว่าที่ควรจะเป็น เราอาจจะพยายามประเมินปริมาณของ interstellar extinction โดยการสังเกตจำนวนดาวที่สามารถเห็นได้ในช่วงคลื่นปรกติ เทียบกับจำนวนดาวที่สามารถเห็นได้ในช่วงความถี่อินฟราเรดที่ไม่ถูกบดบังโดย interstellar extinction เพื่อสร้างแผนที่ปริมาณ interstellar extinction ที่อาจพบได้ในกาแล็กซีทางช้างเผือก

การสำรวจรูปร่างของกาแล็กซี

เราอาจจะทำการสำรวจกาแล็กซี จากกระจุกกาแล็กซีหนึ่งๆ และพยายามจัดแบ่งประเภทของกาแล็กซีออกเป็นประเภทต่างๆ เราอาจจะพยายามทำการสำรวจประชากรกาแล็กซีว่า ประกอบด้วยกาแล็กซีที่มีระดับความรีมากน้อยเพียงใด หรือระดับความรีหรือขนาดเชิงมุมของกาแล็กซีมีความสัมพันธ์อย่างไรกับระยะทางของกระจุกกาแล็กซีที่ระยะทางต่างๆ

11.3 งานวิจัยที่เกี่ยวข้องกับการวัดความเข้มของแสง (Photometry)

เราจะพบว่า การศึกษาความเข้มของแสง โดยเฉพาะความเข้มของแสงของวัตถุท้องฟ้าที่เปลี่ยนไป สามารถอธิบายเราได้หลายอย่างเกี่ยวกับวัตถุที่เราศึกษา ทำให้มีการวิจัยเป็นจำนวนมากที่จำเป็นต้องใช้เทคนิคการวัดความเข้มของแสง

ศึกษาการเปลี่ยนแปลงความเข้มแสงของ Earthshine

Earthshine ก็คือการที่แสงที่ตกลงบนโลก สะท้อนออกไปตกลงบนด้านมืดของดวงจันทร์ เป็นเหตุทำให้ด้านมืดของดวงจันทร์ไม่ได้มืดสนิท เราอาจจะลองศึกษาว่า ปริมาณ Earthshine มีการเปลี่ยนไปอย่างไร เทียบกับ phase ต่างๆ ของดวงจันทร์ (มุมสะท้อนของแสงอาทิตย์จากโลก) และมีการเปลี่ยนแปลงไปอย่างไรเมื่อฤดูกาลเปลี่ยนไป หรืออาจจะพยายามสังเกตการเปลี่ยนแปลงของ Earthshine หลังจากเกิดปรากฏการณ์ที่ทำให้การสะท้อนแสงของบรรยากาศโลกเปลี่ยนไปอย่างมาก เช่น หลังจากการเกิดภูเขาไฟระเบิด

การสร้าง H-R Diagram ของกระจุกดาว

เราสามารถสร้าง H-R Diagram ได้ง่ายจากการพล็อต color temperature ของดาวเทียบกับลำดับความสว่างปรากฏ (เราสามารถใช้อันดับความสว่างปรากฏแทนลำดับความสว่างสัมบูรณ์ได้ เนื่องจากดาวทุกดวงในกระจุกดาวมีระยะห่างเท่ากัน) H-R Diagram สามารถช่วยนำไปหาอายุของกระจุกดาว และเรายังอาจจะสามารถนำ H-R Diagram ไปทำ main sequence fitting เพื่อหาระยะทางได้อีกด้วย สามารถทำได้ทั้งกระจุกดาวเปิดและกระจุกดาวทรงกลม แต่ด้วยความ

หนาแน่นของดาวในกระจุกดาวทรงกลม อาจจะต้องใช้กล้องที่มี angular resolution ที่ค่อนข้างดีในการแยกทำ photometry ของดาวแต่ละดวงออกจากกัน

การหาคาบของดาวแปรแสง

เราสามารถพล็อต light curve ของดาวแปรแสงได้โดยการพล็อตความสว่างปรากฏ เทียบกับเวลาที่สังเกต เราจะพบว่าในดาวแปรแสงหลายๆ ประเภท การแปรแสงมีคาบที่แน่นอน และเราสามารถหาคาบได้ เช่น ดาวแปรแสงแบบ eclipsing binary การหาคาบแปรแสงและ light curve อาจจะนำไปสู่การศึกษาสิ่งอื่นๆ เกี่ยวกับระบบดาวคู่นี้ ทั้งนี้ ดาวแปรแสงมีคาบที่ต่างกันออกไป ตั้งแต่ไม่กี่ชม. ไปจนถึงระดับหลายปี ดังนั้นในการทำโครงการที่มีเวลาจำกัด เราอาจจะจำเป็นต้องทราบคาบในการแปรแสงโดยคร่าวล่วงหน้า

การหาระยะทางของดาวแปรแสงแบบเซฟีอิด

ดาวแปรแสงแบบเซฟีอิด มีคุณลักษณะพิเศษตรงที่ ความสว่างสัมบูรณ์จะเป็นฟังก์ชันของคาบในการแปรแสง ด้วยเหตุนี้จึงทำให้เราสามารถใช้นำดาวแปรแสงแบบเซฟีอิดเป็นเทียนมาตรฐานได้ หากเราทราบคาบในการแปรแสงของมัน และเนื่องจากดาวแปรแสงแบบเซฟีอิดมีความสว่างสัมบูรณ์ที่ค่อนข้างสว่าง จึงสามารถสังเกตได้แม้จากกาแล็กซีที่ไกลออกไป ทำให้เราสามารถหาระยะทางถึงกาแล็กซีที่ไกลออกไปได้

การหาระยะทางด้วย supernova Ia

เทียนมาตรฐานที่ดีอีกประเภทหนึ่งคือ การเกิด supernova Ia การระเบิดของดาวประเภทนี้ จะมีความสว่างสัมบูรณ์สูงสุดที่ค่อนข้างคงที่ จึงสามารถใช้เป็นเทียนมาตรฐานได้ นอกจากนี้ supernova Ia ยังมีความสว่างสัมบูรณ์ที่สว่างมาก จึงสามารถใช้เป็นเทียนมาตรฐานเพื่อหาระยะทางถึงกาแล็กซีที่อยู่ไกลมากได้ อย่างไรก็ตาม supernova เป็นเหตุการณ์ที่ไม่สามารถทำนายได้ล่วงหน้า และเกิดขึ้นเพียงระยะเวลาไม่กี่วันเท่านั้น เราจึงจำเป็นต้องคอยติดตามจากฐานข้อมูลในการค้นพบ supernova ใหม่ๆ และถ่ายให้ทันก่อนที่จะเลย peak luminosity ไป

ความเป็นมาตรฐานของ “เทียนมาตรฐาน”

นอกจากเทียนมาตรฐานที่นำดาวแปรแสงแบบเซฟีอิดและ supernova Ia แบบที่กล่าวไว้แล้ว ยังมีเทียนมาตรฐานอื่นๆ ที่นักดาราศาสตร์ใช้กันในบางกรณี เทียนมาตรฐานเหล่านี้ อาจจะไม่มีความแม่นยำ หรือความสว่างเทียบเท่ากับวิธีที่กล่าวมา (มีเช่นนั้น วิธีเหล่านี้ก็คงเป็นวิธี “มาตรฐาน” ไปแล้ว) แทนที่จะใช้วิธีที่มีความแม่นยำน้อยในการวัดระยะทางที่เราทราบดีอยู่แล้ว ด้วยวิธีอื่น เราอาจจะทดสอบความแม่นยำของเทียน “มาตรฐาน” อื่นๆ เช่น Main Sequence

Fitting, Globular Cluster Luminosity Function, PNLF, TRGB, SBF, D- σ relation, Tully-Fisher relation, RR Lyrae variables, Dynamical Parallax, Faber-Jackson relation, ฯลฯ (อ่านเพิ่มเติมได้จากบทที่ 5.5)

เทียบมาตรฐานอื่นๆ

นอกจากนี้ เราอาจจะลองเสนอวิธีอื่น และทดลองใช้มันเป็นเทียบ “มาตรฐาน” (เทียบมาตรฐานในที่นี้หมายถึงเกณฑ์ในการวัดระยะทาง ไม่จำเป็นต้องวัดด้วยการวัดความสว่างเสมอไป) เช่น เราอาจจะพยายามเทียบขนาดเชิงมุมของกาแล็กซีกับระยะทาง เพื่อหาความสัมพันธ์ (ถ้ากาแล็กซีมีขนาดเท่ากันหมด ขนาดเชิงมุมจะแปรผกผันกับระยะทาง) หรืออาจจะหาเกณฑ์ในการแบ่งประเภทของกาแล็กซี เพื่ออิงถึงขนาดความกว้าง อาจจะหา color temperature ของดาวเพียงดวงเดียว เพื่อเทียบ Luminosity ของดาวบนแถบลำดับหลัก และหาความไม่แม่นยำในวิธีนี้ อาจจะใช้ความสว่างของกาแล็กซีเป็นเทียบมาตรฐาน ฯลฯ ในงานวิจัยแบบนี้ย่อมที่จะต้องใช้วัตถุสังเกตหลายวัตถุที่เราทราบระยะทางที่แน่นอนแล้ว เพื่อการยืนยันความแม่นยำของวิธีของเราในการหาระยะทาง

การบังกันของดาวเคราะห์หรือดาวเคราะห์น้อย

หากเราทราบล่วงหน้าว่าจะเกิดการบังกัน (occultation) ของดาวเคราะห์ หรือดาวเคราะห์น้อย การสังเกตความเข้มของแสงที่เปลี่ยนแปลงไปขณะที่บังกันสามารถบ่งบอกได้ถึงสถานะของพื้นผิว การค้นพบวงแหวนของดาวยูเรนัสก็เกิดขึ้นโดยบังเอิญขณะที่กำลังศึกษา occultation ของดาวยูเรนัส นอกจากนี้ภาพพื้นผิวของดาวพลูโตที่ละเอียดที่สุดที่เรามีในปัจจุบันก็มาจากการศึกษาจาก eclipse ของพลูโตกับดาวบริวาร

การศึกษาการเปลี่ยนแปลงความสว่างของดาวหาง

ดาวหางที่เข้าใกล้ดวงอาทิตย์จะมีความสว่างเปลี่ยนไปอย่างมาก และสามารถบ่งบอกถึงองค์ประกอบได้หลายๆ อย่างของดาวหาง เช่น ดาวหางที่ไม่ค่อยได้เข้ามาในระบบสุริยะชั้นในจะมีน้ำแข็งและก๊าซที่พร้อมจะระเหยออกมาได้ง่าย เหลืออยู่เป็นจำนวนมาก จึงสามารถสว่างขึ้นได้ง่ายกว่าดาวหางที่ได้ผ่านเข้ามาหาดวงอาทิตย์หลายครั้งแล้ว เป็นต้น นอกจากนี้การติดตามความสว่างของดาวหางยังสามารถบอกได้ถึงระยะทางถึงโลก และถึงดวงอาทิตย์ ฯลฯ อย่างไรก็ตาม การติดตามหาความสว่างของวัตถุที่เคลื่อนที่เป็นเรื่องที่ยาก เนื่องจากต้องติดตามวัตถุที่เคลื่อนที่ และไม่สามารถใช้ดาวอ้างอิงดวงเดิมได้ตลอด มีโอกาสที่การวัดแสงจะเปลี่ยนแปลงได้ง่าย นอกจากนี้รูปร่างที่ไม่สมมาตรของดาวหางทำให้การวัดความสว่างเป็นเรื่องที่ค่อนข้างซับซ้อน

คาบการแปรแสงของดาวเคราะห์น้อย

ดาวเคราะห์น้อยทุกดวงมีคาบในการหมุนรอบตัวเอง หากดาวเคราะห์น้อยมีรูปทรงที่ไม่สมมาตร รอบแกนหมุนของมัน ค่าความสว่างก็จะเปลี่ยนไปตามรูปทรงขณะที่หมุน จากการสังเกต light curve ของดาวเคราะห์น้อย ทำให้เราสามารถบอกได้ถึงคาบในการหมุน ไปถึงลักษณะคร่าวๆ ของรูปทรงของดาวเคราะห์น้อยนี้ อย่างไรก็ตาม เช่นเดียวกับการเปลี่ยนแปลงความสว่างของดาวหาง การศึกษาการเปลี่ยนแปลงความสว่างของวัตถุที่เคลื่อนที่อาจจะเป็นเรื่องที่มีรายละเอียดที่ซับซ้อน

การแปรของ color temperature ในดาวคู่

ในดาวแปรแสงแบบ eclipsing binary หากดาวดวงหนึ่งมีอุณหภูมิและขนาดที่แตกต่างจากอีกดวงหนึ่งอย่างชัดเจน เราจะพบว่า color temperature ขณะที่เกิดการบังกันย่อมจะเปลี่ยนแปลงไป ขึ้นอยู่กับประเภทของดาวที่บดบังอยู่ หากเราพล็อต color temperature เทียบกับ light curve แล้ว เราอาจจะสามารถบอกถึงลักษณะทางกายภาพต่างๆ ของดาวในระบบได้

การศึกษา light curve ของวัตถุที่เกิดการวาบแสง

ในหลายๆ ครั้ง นักดาราศาสตร์อาจจะค้นพบวัตถุหลายๆ ชนิดที่เกิดการวาบแสง (flare) ขึ้นมาโดยไม่ทราบสาเหตุที่แน่ชัด (เช่น gamma ray burst) เราสามารถติดตามการเปลี่ยนแปลงของความสว่างเพื่อพล็อตเป็น light curve เพื่อศึกษาวัตถุนั้นได้ การทำงานเช่นนี้จำเป็นต้องมีการติดตามข่าวสารและการค้นพบทางดาราศาสตร์ เช่น ผ่านทาง Astronomers Telegram

การหาดาวเคราะห์นอกระบบสุริยะแบบ eclipsing

หากดาวเคราะห์ที่โคจรรอบดาวฤกษ์มีขนาดใหญ่ และอยู่ใกล้ดาวฤกษ์พอ เราอาจจะสังเกตเห็นดาวฤกษ์ในลักษณะคล้ายกับดาวแปรแสง และสามารถใช้เทคนิคนี้ในการค้นพบดาวเคราะห์นอกระบบสุริยะได้ อย่างไรก็ตาม การแปรแสงที่เกิดจากดาวเคราะห์นี้จะมีการเปลี่ยนแปลงของแสงในระดับที่น้อยมาก อาจจะไม่สามารถพบได้ด้วยความละเอียดของกล้องทั่วๆ ไป

การหาระยะทางถึงกระจุกดาวเปิดจากการประเมิน solar wind

เราพบว่ากระจุกดาวเปิดหลายกระจุกดาวมีลักษณะที่มีช่องโหว่รอบๆ ดาวบริเวณศูนย์กลาง เช่น Rosette Nebula เราสามารถประเมินลมสุริยะที่ดาวในบริเวณตรงกลางปลดปล่อยออกมาด้วยอุณหภูมิของดาว จากนั้นเราสามารถคำนวณรัศมีและขนาดของช่องโหว่ที่ควรจะเป็นได้ จากการเทียบขนาดนั้นกับขนาดเชิงมุมที่สังเกตตามจริง เราสามารถคำนวณระยะทางถึงกระจุกดาวเปิดนั้นได้

การค้นหาดาวแปรแสง

เราอาจจะพยายามค้นหาดาวแปรแสงด้วยตัวเอง โดยการถ่ายภาพไปยังบริเวณที่มีดาวเป็นจำนวนมาก เช่น บริเวณของทางช้างเผือกที่มีดาวหนาแน่น หรือบริเวณกระจุกดาวทรงกลม (ถ้าหากสามารถ resolve ได้) และทำการถ่ายภาพซ้ำอีกครั้งเมื่อเวลาผ่านไปอย่างสม่ำเสมอ และเทียบเคียงเพื่อหาดาวที่มีแสงที่แปรเปลี่ยนไป เราอาจจะทำการวิจัยเพื่อหาว่า ดาวที่เห็นบนท้องฟ้า มีอยู่ประมาณกี่เปอร์เซ็นต์ที่มีการแปรความสว่างที่สามารถสังเกตได้ในช่วงที่ทำการสังเกต (จากการสุ่มตัวอย่างบางบริเวณ)

การค้นหา Initial Mass Function

Initial Mass Function (IMF) ก็คือสมการที่จะบอกว่า กลุ่มก้อนก๊าซที่รวมตัวกันเป็นกระจุกดาว มีการกระจายมวลไปเป็นดาวในลำดับหลักที่มีมวลเท่าไรบ้าง? และมีมากแค่ไหน? (เช่น จะเป็นดาว O ที่เปอร์เซ็นต์ ดาว G ที่เปอร์เซ็นต์ ฯลฯ) อาจจะได้โดยการพยายาม fit สมการในลักษณะ power law กับกระจุกดาวหลายๆ กระจุกดาว โดยใช้สมมติฐานว่า ทุกกระจุกดาวยุบตัวลงไปเป็นดาวด้วย IMF ที่ใกล้เคียงกัน

11.4 โครงงานที่ใช้สเปกโตรสโคปี (Spectroscopy)

นอกจากการวัดความเข้มของแสงแล้ว เราสามารถศึกษาเกี่ยวกับวัตถุเพิ่มได้อีก หากเราสามารถศึกษาสเปกตรัม และ emission/absorption lines ของวัตถุที่เราสังเกตได้ สเปกตรัมนี้สามารถบอกเราได้หลายอย่าง ตั้งแต่องค์ประกอบ ไปจนถึงความเร็วจากการหาค่า redshift ของวัตถุที่ต้องการศึกษา

การหาฏของ Hubble และอัตราการขยายตัวของเอกภพในปัจจุบัน

หลังจากที่ Edwin Hubble ได้ค้นพบวิธีการหาระยะทางแบบเซพีดแล้ว เขาได้นำวิธีนี้ไปใช้หาระยะทางถึงกาแล็กซีต่างๆ มากมาย และเมื่อเขานำระยะทางมาพล็อตคู่กับ redshift แล้ว พบว่ากาแล็กซีที่ไกลออกไปจะมีค่า redshift แปรผันตามกับระยะทาง และเขาได้ยืนยันว่าเอกภพกำลังมีการขยายตัวออกไป และค่าความชันบนกราฟนี้ก็คือค่า Hubble Constant (H_0) ซึ่งบอกถึงอัตราการขยายตัวของเอกภพในปัจจุบัน เราสามารถหา redshift ของกาแล็กซีได้ง่าย จากการเทียบกับเส้น emission line ที่เรารู้จักบนโลก

อัตราการหมุนของวงแหวนดาวเสาร์

เราสามารถหาอัตราการหมุนของวงแหวนดาวเสาร์ได้ จากการสังเกตค่า redshift ที่บริเวณต่างๆ ของวงแหวนที่กำลังหมุนเข้าหา/ออกจากผู้สังเกต หากเราพล็อตอัตราการหมุนนี้เทียบกับรัศมี

เราจะสามารถตอบได้ว่า วงแหวนของดาวเสาร์เป็นการหมุนของวัตถุที่เคลื่อนที่ไปพร้อมกันหรือไม่ หรือว่ามีการหมุนของวัตถุที่แยกห่างกันในแต่ละวง

อัตราการหมุนของดาวแก๊สยักษ์

นอกจากวงแหวน เราอาจจะนำการหา redshift ไปคำนวณความเร็วของชั้นบรรยากาศของดาวแก๊สยักษ์ อย่างไรก็ตาม การหาคาบในการหมุนของดาวแก๊สยักษ์เหล่านี้ อาจจะสามารถทำได้ง่ายกว่าโดยการสังเกตจากลักษณะที่สามารถมองเห็นได้ เช่น จุดแดงใหญ่ บนดาวพฤหัสบดี

Galactic Rotation Curve

เราสามารถหาอัตราการหมุนของกาแล็กซีเป็นฟังก์ชันกับ ระยะทางจากศูนย์กลางกาแล็กซีได้ โดยการวัดค่า redshift ในส่วนของจานกาแล็กซีที่กำลังหมุนเข้าหา/ออกจากผู้สังเกต พล็อตระหว่างรัศมีจากศูนย์กลางกาแล็กซี และค่าอัตราการหมุนนี้ เรียกว่า Galactic Rotation Curve จาก Galactic Rotation Curve เราจะสามารถประมาณจำนวนมวลที่ถูกล้อมอยู่ในรัศมีนี้ได้ (ด้วยกฎแรงโน้มถ่วงธรรมดา) นอกจากนี้ หากเราเปรียบเทียบมวลที่ได้จาก Galactic Rotation Curve กับมวลที่สามารถมองเห็นได้ เราจะพบว่ามวลส่วนมากของกาแล็กซี อยู่นอกเหนือไปจากขอบเขตที่เราสามารถมองเห็นได้ นำไปสู่การค้นพบสสารมืด

Spectroscopic Follow-up of Gamma Ray Burst

เป็นการศึกษาสเปกตรัมของแสงของวัตถุหลังจากเกิด Gamma Ray Burst โดยสามารถติดตามการเกิด Gamma Ray Burst ได้จากฐานข้อมูล Astronomers Telegram และติดตามภาพถ่ายที่เกิดขึ้นในคลื่นความถี่แสง พร้อมทั้งสังเกตเส้น emission lines ที่เกิดขึ้น พร้อมทั้งหา redshift เพื่อประมาณระยะทางของ Gamma Ray Burst ที่พบ

ความเร็วในการโคจรของดาวคู่

นอกจากการหาคาบของดาวคู่แบบ eclipsing binary โดยการสร้าง Light curve แล้ว เรายังสามารถหาความเร็วโคจรของดาวคู่ได้จากการศึกษา redshift ที่เกิดขึ้น โดยดาวคู่ที่โคจรรอบกันจะเกิดทั้ง redshift และ blueshift ไปพร้อมๆ กัน แต่ความเร็วที่แตกต่างกันจะบอกได้ถึงสัดส่วนของมวลของดาวแต่ละดวงในระบบดาวคู่ ข้อมูลนี้รวมกับข้อมูลของคาบจะทำให้เราสามารถหา มวลของดาวแต่ละดวง และระยะห่าง ของระบบดาวคู่นี้ได้

การศึกษาสเปกตรัมของ supernova ประเภทต่างๆ

การศึกษาเส้น emission/absorption line ทำให้เราสามารถบอกถึงสภาพชั้นก๊าซที่ปกคลุมผิวของดาวฤกษ์ที่เกิด supernova ได้ ซึ่งสามารถนำไปสู่การจำแนกประเภทของ supernova ที่

เกิดขึ้น นอกจากนี้เรายังสามารถหา redshift และสำหรับกรณี supernova Ia ทำให้เราสามารถบอกได้ถึงระยะทางที่แท้จริง เทียบกับ redshift ซึ่งเป็นส่วนหนึ่งของการหา Hubble's Law อีกด้วย

การศึกษาองค์ประกอบของชั้นบรรยากาศของ eclipsing binary

เราสามารถศึกษาธาตุที่เป็นองค์ประกอบของชั้นบรรยากาศของวัตถุที่บังดาวฤกษ์ที่กำลังศึกษาอยู่ได้ โดยเฉพาะหากวัตถุที่กำลังบังดาวฤกษ์เป็นดาวเคราะห์ จะทำให้เราสามารถศึกษาองค์ประกอบของชั้นบรรยากาศของดาวเคราะห์ดวงนั้นได้ ทั้งนี้ ชั้นบรรยากาศของดาวเคราะห์นับเป็นส่วนเล็กมาก เมื่อเทียบกับขนาดของดาวฤกษ์ และการศึกษาชั้นบรรยากาศอาจจะทำได้ง่ายกว่าในกรณีที่เป็นกลุ่มก้อนก๊าซขนาดใหญ่ หรือดาวฤกษ์

11.5 โครงงานเชิงคำนวณหรือสร้างแบบจำลอง (Computational/Modeling)

สำหรับโครงงานระดับนี้ เราจะเน้นไปที่การนำข้อมูลไปวิเคราะห์ต่อ หรือสร้าง simulation/modeling ดังนั้น เราจึงอาจจะข้ามขั้นตอนการบันทึกข้อมูลหรือถ่ายภาพทางดาราศาสตร์ และหันไปใช้ข้อมูลจากฐานข้อมูล หรือสร้างแบบจำลองขึ้นมาเอง

การสร้างโมเดลดาวเคราะห์น้อยจาก light curve

หากเรานำ light curve ที่ทราบดีอยู่แล้วของดาวเคราะห์น้อย เราจะสามารถบอกอะไรได้บ้างเกี่ยวกับรูปร่าง และลักษณะของดาวเคราะห์น้อยนี้? เราอาจจะพยายามสร้างโมเดลโดยใช้การคำนวณทางคอมพิวเตอร์ ผูกกับการพยายามสร้างแบบจำลองด้วยมือและยืนยันว่าโมเดลนี้สอดคล้องกับ light curve ที่ได้

การสร้างโมเดลดาวแปรแสงแบบ eclipsing binary

เราอาจจะนำ light curve ของดาวแปรแสงที่ทราบดีอยู่แล้ว มาพยายามหา orbital elements ต่างๆ เช่น มวลของดาวทั้งสอง ระยะห่าง ความรีของวงโคจร (ellipticity) และมุมเงยของระนาบการโคจร (inclination) ทั้งนี้ โปรแกรม PHOEBE สามารถช่วยในการหา orbital element ของดาวแปรแสงจาก light curve ที่ทราบแล้วได้

การศึกษากาแล็กซีจากฐานข้อมูล

เราสามารถนำภาพกาแล็กซีจำนวนมากจากฐานข้อมูล เช่น SDSS เพื่อนำไปจัดจำแนกประเภทหาระยะห่าง หาความหนาแน่นของกาแล็กซีเทียบกับทิศทาง หรือระยะทาง ฯลฯ จากข้อมูลใน

ฐานข้อมูลที่มีจำนวนมาก ทำให้เราสามารถนำข้อมูลไปวิเคราะห์ได้แทบไม่มีขีดจำกัด

Three-Body Problem

สมัยที่นิวตันค้นพบกฎการเคลื่อนที่ และกฎแรงดึงดูด นักวิทยาศาสตร์มีความเชื่อว่า ในเวลาอีกไม่นาน จะไม่มีอะไรในวิทยาศาสตร์หลงเหลือต่อไปให้ศึกษาอีกแล้ว เนื่องจากเราสามารถอธิบายทั้งเอกภพได้ด้วยการคำนวณแรงระหว่างอนุภาคทุกตัวในจักรวาล อย่างไรก็ตาม เวลา 200 ปี ผ่านมา เรากลับพบว่าเรายังไม่สามารถแม้แต่จะคำนวณการเคลื่อนที่ของวัตถุเพียงสามตัวภายใต้แรงโน้มถ่วงได้อย่างแม่นยำ ปัญหานี้รู้จักกันในนามของ Three-Body Problem โดยใช้เพียงการสร้าง simulation ด้วยการเขียนโปรแกรมคอมพิวเตอร์ คำนวณแรงโน้มถ่วง และใช้กฎการเคลื่อนที่สามข้อของนิวตันในการหาคำตอบว่าระบบนี้จะมีลักษณะวงโคจรเป็นอย่างไร

การคำนวณคอมพิวเตอร์เพื่อหาการเคลื่อนที่ของวัตถุแบบโปรเจกไทล์ ผ่านชั้นบรรยากาศหรือเส้นทางการเดินทางของยานสำรวจระบบสุริยะ

เป็นการจำลองวัตถุที่โคจร และค่อยๆตกลงในชั้นบรรยากาศของดาว เช่น ดาวเทียมที่โคจรรอบโลก นอกไปจากนี้เรายังอาจจะใช้กฎการเคลื่อนที่ของนิวตันในการคำนวณหาเส้นทางการสำรวจของยานสำรวจในระบบสุริยะ มีคำกล่าวว่า การที่ NASA คำนวณยานอวกาศไปลงดาวอังคารไม่มีความจำเป็นต้องใช้ฟิสิกส์ที่ซับซ้อนอะไร นอกไปจากกฎการเคลื่อนที่สามข้อของนิวตัน และกฎแรงโน้มถ่วงที่ค้นพบเมื่อสองร้อยกว่าปีที่แล้ว

การหาอัตราการเร่งในการขยายตัวของจักรวาล ด้วย supernova Ia

เนื่องจากการศึกษา supernova Ia จำนวนมากเป็นสิ่งที่ใช้เวลานาน (ในการรอให้มี supernova เกิดขึ้น) เราสามารถใช้ฐานข้อมูล supernova ที่เคยเกิดขึ้น พร้อมทั้งข้อมูลเกี่ยวกับ redshift และความสว่างปรากฏ เพื่อสร้าง Hubble Law ที่มี redshift สูงๆ ได้ จากการศึกษาพล็อตนี้ และค้นพบว่าเอกภพมีการขยายตัวแบบมีความเร่ง ซึ่งนำไปสู่การค้นพบสสารมืด เป็นการค้นพบที่ทำให้นักดาราศาสตร์ได้รับรางวัลโนเบล ในปี ค.ศ. 2011

บทที่ 12

ฐานข้อมูลและเครื่องมือทางดาราศาสตร์ (Resources)

ในบทนี้ผู้เขียนได้นำ เครื่องมือ database และ catalogue ต่างๆ ที่สามารถหาได้จากอินเทอร์เน็ต มาจัดรวมเอาไว้ อย่างไรก็ตาม รายชื่อนี้เป็นรายชื่อเพียงเบื้องต้น และ link บนอินเทอร์เน็ตสามารถเปลี่ยนแปลงได้เสมอ ผู้อ่านจึงควรที่จะพยายามหาแหล่งเครื่องมืออื่นๆ ที่น่าเชื่อถือ และตรงกับความต้องการของงานที่ทำ เพิ่มเติมอยู่เสมอ

12.1 NAAP Astronomy Labs

Link: <http://astro.unl.edu/naap/>

The Nebraska Astronomy Applet Project (NAAP) เป็นเว็บการเรียนรู้เกี่ยวกับดาราศาสตร์เบื้องต้น มีตั้งแต่เพชรรวมความรู้ไปจนถึง web applet ต่างๆ ที่ช่วยเสริมความเข้าใจได้ ใน applet ต่างๆ มี applet ที่เกี่ยวข้องกับโครงการวิจัยดาราศาสตร์หลายอย่าง เช่น main sequence fitting, supernova Ia light curve, eclipsing binary star light curve ฯลฯ

12.2 JPL-HORIZONS

Link: <http://ssd.jpl.nasa.gov/horizons.cgi>

HORIZONS เป็นเครื่องมือที่เขียนโดย Jet Propulsion Laboratory (JPL) สามารถใช้สร้าง ephemerides (พิกัดของวัตถุ ณ เวลาต่างๆ) สำหรับวัตถุในระบบสุริยะได้ เนื่องจากวัตถุในระบบสุริยะ อาจมีระยะทางที่ไกลโลกมาก ดังนั้นตำแหน่งของผู้สังเกตจึงอาจจะมีผลต่อพิกัดที่ได้ โดยเครื่องมือ HORIZONS นี้สามารถสร้าง ephemerid ได้สำหรับวัตถุท้องฟ้าต่างๆ ทั้งดาวเคราะห์ ดาวเคราะห์แคระ ดาวเคราะห์น้อย ดาวหาง อุกาบาต รวมไปถึงดาวเทียม (จะมีการ update ฐานข้อมูลอยู่เป็นประจำ) โดยสามารถระบุตำแหน่งผู้สังเกต และช่วงเวลา รวมไปถึงความถี่ของ

ephemerid ที่ต้องการสังเกตได้ โดยสามารถแสดงผลออกมาเป็น HTML, plain text, หรือในรูปแบบของไฟล์ก็ได้

12.3 General Catalogue of Variable Stars

Link: <http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/>

General Catalogue of Variable Stars (GCVS) นี้ เป็นแหล่งฐานข้อมูลสำหรับดาวแปรแสง สามารถใช้ค้นหาข้อมูล และคุณสมบัติของดาวแปรแสงที่เรากำลังสังเกต เช่น คาบการแปรแสง ประเภทการแปรแสง ความสว่างปรากฏสูงสุดและต่ำสุด สเปกตรัมของแสง โดยใช้รหัส GCVS Designation, เทียบกับฐานข้อมูลอื่น หรือ เมื่อเราทราบพิกัดบนท้องฟ้า นอกจากนี้ เรายังสามารถสืบค้นถึงดาวแปรแสงจากฐานข้อมูลที่มีประเภทการแปรแสงตรงกับแบบที่เราระบุไว้

12.4 Linear Elements of Eclipsing Binaries

Link: <http://www.as.up.krakow.pl/ephem/>

เว็บไซต์ของ Mt. Suhora Astronomical Observatory (Cracow Pedagogical University) มีส่วนของแหล่งรวบรวมฐานข้อมูลเกี่ยวกับดาวคู่อุปราคา สามารถนำไปใช้หาดาวคู่อุปราคา และ phase ปัจจุบันของดาวคู่อุปราคาที่เราต้องการสังเกตได้ นอกจากนี้ เรายังสามารถหา O-C diagram (กราฟแสดงการเปลี่ยนแปลงคาบของดาวคู่) ของระบบดาวคู่อุปราคาที่ต้องการศึกษาได้อีกด้วย

12.5 PHOEBE

Link: <http://phoebe-project.org>

Physics Of Eclipsing BinariEs (PHOEBE) เป็นเครื่องมือที่ถูกพัฒนาขึ้นมาเพื่อวิเคราะห์และจำลองระบบดาวคู่อุปราคา จากข้อมูลทาง photometric และ spectroscopic (ในรูปของความเร็ว) โดย PHOEBE อยู่ในลักษณะของ freeware ที่สามารถดาวน์โหลดได้ฟรี เหมาะแก่การสร้างแบบจำลองของระบบดาวคู่อุปราคาเมื่อเราทราบข้อมูลเบื้องต้นเกี่ยวกับดาวแปรแสงชนิดนี้แล้ว

12.6 OGLE

Link: <http://ogle.astrouw.edu.pl>

The Optical Gravitational Lensing Experiment (OGLE) เป็นกลุ่มที่ศึกษาเกี่ยวกับ Gravitational Microlensing แต่นอกจากนี้ OGLE ยังมีฐานข้อมูลที่รวบรวมดาวแปรแสงคาบยาว

หลายๆ ประเภทเข้าไว้ด้วยกัน ตั้งแต่ classical Cepheids, type II Cepheids, anomalous Cepheids, RR Lyrae stars, Long Period Variables ฯลฯ เหมาะแก่การหาดาวแปรแสงประเภท Cepheids เพื่อการศึกษา

12.7 Minor Planet Checker

Link: <http://scully.cfa.harvard.edu/cgi-bin/checkmp.cgi>

MPChecker ใช้เพื่อหาว่ามีวัตถุในระบบสุริยะใกล้บริเวณ และเวลาที่เราสังเกตหรือไม่ โดยสามารถระบุพิกัด เวลาสังเกต ตำแหน่งหอดูดาว รัศมีในการค้นหา ความสว่างปรากฏสูงสุด ฯลฯ ได้

12.8 SIMBAD

Link: <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

Set of Identifications, Measurements and Bibliography for Astronomical Data (SIMBAD) เป็นระบบฐานข้อมูลที่สามารถแสดงถึงวัตถุท้องฟ้าใดๆ ที่เคยมีการค้นพบ โดยเราสามารถระบุพิกัดท้องฟ้าของวัตถุที่เราทำการสังเกต และระบบจะค้นหาวัตถุจากฐานข้อมูลที่อยู่ในระยะรัศมี 10 arcmin ได้ เหมาะสำหรับวัตถุในระบบสุริยะ และไม่มีการเคลื่อนที่ เพื่อตรวจสอบว่า ณ ตำแหน่งที่เรากำลังสังเกต มีวัตถุในระบบสุริยะใดบ้างที่คนเคยค้นพบไปแล้ว

12.9 ALADIN

Link: <http://aladin.u-strasbg.fr>

Aladin Sky Atlas เป็นโปรแกรมที่อาจจะมึประโยชน์กับการทำงานวิจัยได้มากที่สุดโปรแกรมหนึ่ง ผู้ใช้สามารถโหลดภาพทางดาราศาสตร์เพื่อเปรียบเทียบกับฐานข้อมูลและ Catalog ทางดาราศาสตร์ได้ โดยสามารถอ้างอิงข้อมูลได้จากฐานข้อมูล เช่น Simbad และ VizieR โดยสามารถใช้ได้ทั้งในรูปแบบโปรแกรมที่ดาวน์โหลดมา หรือในรูปแบบของ applet ผ่านทางเบราว์เซอร์ก็ได้ Aladin เป็นเครื่องมือที่มีประโยชน์เป็นอย่างมากในการยืนยันตำแหน่งหรือภาพของวัตถุที่เราต้องการ การทำงานของ Aladin ในเบื้องต้นอาจจะใกล้เคียงกับการทำงานของโปรแกรม DS9 ในตรงที่ว่า Aladin สามารถโหลดภาพของบริเวณท้องฟ้าที่เราสนใจได้ สามารถโหลด database เพื่อนำมายืนยันหรือหา magnitude ของดาวอ้างอิง แต่ข้อได้เปรียบของ Aladin ก็คือสามารถ search เพื่อหาวัตถุที่เรากำลังศึกษาได้ เช่น ชื่อของดาวแปรแสง หรือกาแล็กซีที่เรากำลังศึกษา เพื่อทราบตำแหน่งและรูปร่างโดยคร่าวของวัตถุที่เราจะศึกษา ก่อนที่เราจะลงมือถ่ายภาพ

12.10 CBAT

Link: <http://www.cbat.eps.harvard.edu/lists/Supernovae.html>

Central Bureau for Astronomical Telegrams (CBAT) เป็นฐานข้อมูลที่รวบรวม supernova ที่เคยมีการค้นพบมาตั้งแต่ปี ค.ศ. 1885 โดยฐานข้อมูลนี้จะมีการ update อยู่เป็นประจำ ทำให้เราสามารถใช้งานข้อมูลนี้เพื่อหา supernova ที่เพิ่งมีการค้นพบไปไม่กี่วันที่ผ่านมา และยังสามารถสังเกต light curve ได้

12.11 Latest Supernovae

Link: <http://www.rochesterastronomy.org/supernova.html>

เว็บไซต์ของ Rochester นี้ก็เป็นอีกที่หนึ่งที่ได้มีการรวบรวมข้อมูลของ supernova ที่เพิ่งเกิด โดยนอกจากจะบอกตำแหน่งและความสว่างของ supernova ที่พบแล้ว ยังมีการแสดงภาพอย่างคร่าวๆ ของบริเวณที่พบ supernova เหมาะแก่การนำไปเปรียบเทียบกับภาพที่ถ่าย เมื่อเราถ่าย supernova ด้วยตัวเองแล้ว

12.12 Sloan Digital Sky Survey (SDSS)

Link: <http://cas.sdss.org/dr4/en/help/docs/realquery.asp>

Sloan Digital Sky Survey (SDSS) เป็นโครงการสำรวจท้องฟ้าที่กินเวลานานถึง 8 ปี การสำรวจท้องฟ้าของ SDSS นี้พบกาแล็กซีจำนวนมากมาย และสามารถสร้างแผนที่สามมิติของจักรวาลรอบๆ ทางช้างเผือกของเรา นอกไปจากนี้ SDSS ยังได้เปิดเผยภาพถ่ายในการสำรวจส่วนใหญ่ๆ ให้ประชาชนทั่วไปสามารถนำไปใช้ได้อีกด้วย website นี้ รวบรวมข้อมูลภาพถ่าย CCD ใน 5 ฟิลเตอร์ของบริเวณประมาณ 1 ใน 4 ของท้องฟ้า และสเปกตรัมของกาแล็กซีประมาณ 930,000 ล้านกาแล็กซี เควซาร์ กว่า 120,000 ฯลฯ การค้นหาวัตถุลักษณะที่ต้องการทำได้ง่ายที่สุดด้วยการใช้ SQL query เช่น การค้นหาดาวแคระขาว การค้นหาเควซาร์ การหากาแล็กซีที่มีสีเฉพาะที่ต้องการใน redshift ที่ต้องการ

12.13 The Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST)

Link: <http://archive.stsci.edu/index.html>

MAST เป็นโครงการที่สนับสนุนโดย NASA เพื่อสนับสนุนและจัดทำฐานข้อมูลสำหรับชุมชนนักดาราศาสตร์ โดยได้รวบรวมฐานข้อมูลไว้หลายชนิด โดยเฉพาะกล้อง Hubble Space Telescope (HST) ในหลายคลื่นความถี่ของแสง ตั้งแต่แสงที่ตามองเห็น (optical) Ultraviolet (UV) ทั้ง Extreme UV, Far UV, Near UV, Near Infrared และข้อมูลสเปกตรัมต่างๆ โดยเราสามารถโหลดภาพในรูปแบบไฟล์ FITS เพื่อทำการวิเคราะห์ต่อไปได้

ภาคผนวก A

เลขนัยสำคัญ (Significant Figures)

ความจริงแล้ว เรื่องของเลขนัยสำคัญไม่ใช่เรื่องที่ไกลตัวอย่างที่เราคิด เรามีการใช้เลขนัยสำคัญอยู่ทุกวันในชีวิตประจำวัน เรานัดเวลากัน "เที่ยงครึ่ง" แต่เราไม่ใช่เวลานัดเป็น 12:31 นาฬิกา 38.28361 วินาที เราบอกส่วนสูงเป็น 156 ซม. แต่ไม่ใช่ 1.569274938639 เมตร เราซื้อเนื้อหมูกันเป็นกิโลกรัม เป็นขีด แต่เราไม่ได้ซื้อเนื้อหมูกัน 1.028649761949 กิโลกรัม เราเรียกหลักของตัวเลขที่มีใจความสำคัญของข้อมูลที่เราต้องการสื่อว่า เลขนัยสำคัญ

ในความเป็นจริงแล้ว ค่าที่แท้จริงของจำนวนสักอย่างสามารถเขียนอยู่ในรูปของเลขทศนิยมได้ไม่จำกัด สาเหตุหนึ่งที่เราไม่จำเป็นต้องใช้ความแม่นยำไม่จำกัดเสมอไปในชีวิตประจำวัน สาเหตุหนึ่งก็เป็นเพราะว่าเราไม่มีความจำเป็นต้องใช้ความแม่นยำขนาดนั้น เช่น หากเราต้องการนัดเพื่อนที่หน้าสถานี เราไม่จำเป็นต้องการให้ไปถึงพร้อมกันในระดับวินาที แต่หากว่าไปให้ถึงพร้อมกันภายในเวลาบวกหรือลบห้านาทีก็พอได้แล้ว

อีกเหตุผลหนึ่งที่เราจำกัดเลขนัยสำคัญด้วยจำนวนหลักที่ไม่มากเป็นเพราะว่า ในทางปฏิบัติแล้ว เครื่องมือในการวัดของเราไม่อาจวัดได้ด้วยความแม่นยำอย่างไม่จำกัดเสมอไป เช่น ในการนัดเวลา นาฬิกาของแต่ละคนมีความเที่ยงตรง เดินช้าเร็วไม่เท่ากัน และเราไม่ได้เทียบกันนาฬิกามาตรฐานด้วยความแม่นยำถึงในหลักวินาที ดังนั้นขีดจำกัดของเลขนัยสำคัญทั่วไปก็คือความแม่นยำของอุปกรณ์ในการวัด

ในทางวิทยาศาสตร์ก็เช่นกัน เราจำเป็นต้องมีการจำกัดหลักของเลขนัยสำคัญเท่าที่เราจะสามารถรายงานได้ด้วยความมั่นใจ เช่น ในการชั่งน้ำหนักสารด้วยตาชั่งทั่วไป เราอาจจะบอกว่าสารมีมวล 12.8 กรัม แต่ในการชั่งด้วยเครื่องชั่งอย่างละเอียด เราอาจจะสามารถรายงานได้ว่าสารมีมวล 12.839 กรัม สำหรับเครื่องชั่งที่มีความละเอียดไปถึงหลักมิลลิกรัม หากเราใช้ตาชั่งอย่างง่ายในกรณีแรก แต่รายงานว่า สารมีน้ำหนัก 12.813 ตัวเลข "0.013" หลังจาก "12.8" เป็นตัวเลขที่ไม่มีนัยสำคัญ เนื่องจากเป็นตัวเลขที่ตาชั่งอย่างหยาบไม่สามารถจำแนกได้ การรายงานผลเกินเลขนัยสำคัญอาจจะทำให้คนที่เราสื่อสารด้วยเข้าใจผิดว่า เครื่องมือในการวัดของเรามีความแม่นยำในการวัดถึงระดับมิลลิกรัม ทั้งที่ไม่เป็นความจริง การรายงานผลทาง

วิทยาศาสตร์ เราจึงจำเป็นต้องระวังเรื่องเลขนัยสำคัญเสมอ

A.1 หลักของเลขนัยสำคัญ

กฎในการบ่งชี้เลขนัยสำคัญ มีดังนี้

- ตัวเลขที่ไม่ใช่ศูนย์ทุกตัว ถือว่ามีนัยสำคัญ
- เลข 0 ที่อยู่ระหว่างตัวเลขที่ไม่ใช่ศูนย์ ถือว่ามีนัยสำคัญ เช่น 101.2301 ถือว่ามีเลขนัยสำคัญเจ็ดหลัก
- เลข 0 ที่อยู่ข้างหน้าไม่ถือว่ามีนัยสำคัญ เช่น 0.00052 มีเลขนัยสำคัญเพียงแค่สองหลัก
- เลข 0 ที่ต่อท้ายตัวเลขหลังจากจุดทศนิยม ให้ถือว่ามีนัยสำคัญ เช่น 12.32000 มีเลขนัยสำคัญเจ็ดหลัก
- เลข 0 ที่ต่อท้ายตัวเลขที่ไม่มีจุดทศนิยม ถือว่าไม่ชัดเจนว่ามีนัยสำคัญหรือไม่ เช่น 2000 อาจมีเลขนัยสำคัญได้ตั้งแต่ หนึ่งหลัก (เฉพาะเลข 2) ไปจนถึงสี่หลัก (รวมทั้งเลข 2, 0, 0, 0) แต่หากเขียนในรูปอื่นอาจจะช่วยชี้แจงความคลุมเครือได้ เช่น เขียน 2000 กรัม ในรูป 2.00 kg ทำให้เราทราบได้ชัดเจนว่า มีเลขนัยสำคัญเพียงแค่สามหลัก และเลขศูนย์ตัวสุดท้ายใน 2000 กรัม นั้นไม่มีนัยสำคัญ

นอกจากนี้ เรายังสามารถหลีกเลี่ยงความคลุมเครือที่อาจจะเกิดขึ้น ของการรายงานเลขนัยสำคัญในกรณีสุดท้ายนี้ ด้วยการรายงานผลในรูปของ สัญกรณ์วิทยาศาสตร์ (scientific notation)

A.2 สัญกรณ์วิทยาศาสตร์ (scientific notation)

ในทางวิทยาศาสตร์ มีหลายครั้งที่เราจำเป็นต้องนำเสนอจำนวนที่มีขนาดใหญ่มาก หรือเล็กมาก เพื่อความสะดวกในการนำเสนอและนำไปคำนวณต่อ เราสามารถเขียนจำนวนนี้อาไว้ในรูปของ สัญกรณ์วิทยาศาสตร์ (scientific notation)

แนวความคิดพื้นฐานของสัญกรณ์วิทยาศาสตร์ โดยทั่วไปจะเขียนตัวเลขให้อยู่ในนิพจน์ของ เลขยกกำลังฐานสิบ นั่นคือ

$$a \times 10^b$$

โดยที่เลขชี้กำลัง b เป็นเลขจำนวนเต็ม และ สัมประสิทธิ์ a เป็นจำนวนจริงใดๆ ที่มีเลขนัยสำคัญครบทุกหน่วย โดยทั่วไปมักจะเขียน scientific notation ในรูปของเลข a ที่มีค่า

$$1 \leq |a| < 10$$

เนื่องจากในทางดาราศาสตร์ มักจะเกี่ยวข้องกับขนาดที่กว้างใหญ่และแตกต่างกันมาก การเขียนจำนวนในรูปของ scientific notation ยังมีประโยชน์อีกอย่างคือเราสามารถหาเลขชี้กำลัง b เพื่อเป็นตัวแทนของ "อันดับของขนาด" (order of magnitude) เพื่อเป็นการบอกคร่าวๆ ว่าจำนวนที่เราวัดได้ มี order of magnitude อยู่ในระดับใด เช่น การทราบว่าโลกมีรัศมี 6,371 กม. อาจจะไม่สำคัญเท่ากับทราบว่าขนาดของโลกอยู่ใน order of magnitude 10^3 กม. เทียบกับขนาดของจักรวาลที่มองเห็นได้ที่ 10^{23} กม. แล้วโลกมีขนาดไม่ถึงหนึ่งใน 10^{20} ส่วนของจักรวาลที่มองเห็นได้

ตัวอย่างของการใช้ scientific notation

- 1 สามารถเขียนในรูป 1×10^0 (โดยทั่วไปแล้ว 10^0 จะไม่จำเป็นต้องเขียนในรูป scientific notation)
- 30 สามารถเขียนในรูป 3×10^1
- 0.052 สามารถเขียนในรูป 5.2×10^{-2}
- -273 สามารถเขียนในรูป -2.73×10^2
- 3,958.23 สามารถเขียนในรูป 3.95823×10^3
- ความเร็วของแสงในสุญญากาศ $c = 299,792,458$ ม./วินาที สามารถเขียนในรูป $c = 2.99792458 \times 10^8$ ม./วินาที

สัญกรณ์อี (Exponent)

ในบางครั้งเราอาจจะเขียนเลขชี้กำลังในสัญกรณ์วิทยาศาสตร์แทนด้วยตัวอักษร E หรือ e (ย่อมาจาก Exponent) เพื่อความสะดวก เช่น

- มวลของอิเล็กตรอน เท่ากับประมาณ $9.1093826E-31$ กิโลกรัม ซึ่งมีความหมายเหมือนกับ $9.1093826 \times 10^{-31}$ กิโลกรัม
- มวลของโลก เท่ากับประมาณ $5.9736E+24$ กิโลกรัม หรือ $5.9736E24$ กิโลกรัม ซึ่งมีความหมายเหมือนกับ 5.9736×10^{24} กิโลกรัม

A.3 การปัดเลขทศนิยม

ในบางครั้งเราอาจจะอ่านเลขได้จำนวนหลักที่มากกว่าที่เราต้องการจะรายงานเป็นเลขนัยสำคัญ เราสามารถทำได้โดยการปัดเลขทศนิยมให้เหลือเพียงนัยสำคัญที่เราต้องการ โดยมีหลักการปัดตัวเลขหลังจากหลักที่มีนัยสำคัญดังนี้

- เลขที่มีค่าเกิน 5 ให้ปัดขึ้น เช่น ในการปัดเลข 3.5752 ให้เหลือนัยสำคัญสามหลัก เราจะได้ 3.58
- เลขที่มีค่าน้อยกว่า 5 ให้ปัดลง เช่น ในการปัดเลข 2,348 ให้เหลือเลขนัยสำคัญสองหลัก เราจะได้ 2,300
- เลขที่มีค่า 5 พอดี โดยไม่มีตัวเลขต่อท้าย เช่น ต้องการปัด 1.25 ให้เหลือนัยสำคัญสองหลัก ให้ปัดขึ้น ได้ 1.3

A.4 เลขนัยสำคัญจากการคำนวณ

ในการคำนวณด้วยจำนวนสองจำนวนที่มีเลขนัยสำคัญนั้น ผลลัพธ์ที่ได้ จะมีเลขนัยสำคัญตามกฎต่อไปนี้

- การบวกและลบ ผลลัพธ์จะมีหลักทศนิยมเท่ากับจำนวนที่มีหลักในทศนิมน้อยกว่า เช่น $100.0 + 1.111 = 101.1$
- การคูณและหาร ผลลัพธ์จะมีหลักในเลขนัยสำคัญเท่ากับจำนวนที่มีหลักนัยสำคัญน้อยกว่า เช่น $123,456 \times 7.89 = 947,000$ หรือ 9.47×10^5
- เลขจำนวนเต็มหรือค่าคงที่ที่มีค่าแน่นอน ให้ถือว่ามนัยสำคัญไม่จำกัด เช่น $236.248/2 = 118.124$, $1 + 0.01 = 1.01$, $29.8 \times \pi = 93.6$
- ในการถอด $\log_{10}$ ผลลัพธ์จะมีจำนวนหลักในเลขนัยสำคัญเท่าเดิม เช่น $\log_{10}(3.000 \times 10^4) = \log_{10}(10^4) + \log_{10}(3.000) \approx 4 + 0.47712125472$ ให้เขียนคำตอบในรูป 4.4771 (สำหรับ $\log_{10}(10^4)$ ให้พิจารณาเป็นเลขจำนวนเต็ม)

หมายเหตุ: ในขั้นตอนระหว่างการคำนวณนั้น ให้เก็บหลักทศนิยมเอาไว้เท่าที่จำเป็นก่อน และค่อยไปปัดในขั้นตอนสุดท้ายตอนแสดงผล

ภาคผนวก B

ความคลาดเคลื่อน (Error Analysis)

“ทุกๆ การวัดก็คือการโกหก ความท้าทายอยู่ตรงที่ว่า เราพร้อมที่จะเชื่อในคำโกหกนั้นมากน้อยเพียงใด”

ในการวัดข้อมูลใดๆ ทุกครั้ง สิ่งที่เราวัดได้ก็คือสิ่งที่ไม่ใช่ความจริง วัตถุหนึ่งๆ อาจจะมีค่าความกว้าง ความยาว ความสูง น้ำหนัก ความหนาแน่น ค่าหนึ่ง แต่สิ่งที่เราได้จากการวัดนั้นก็คือการประมาณค่าด้วยอุปกรณ์ในการวัด หากเราพยายามวัดความยาวของกล่องด้วยนิ้วมือ เราก็อาจจะได้การประมาณค่าความยาวที่มีความแม่นยำที่ต่ำ แต่หากเราเปลี่ยนไปใช้ไม้บรรทัด หรือไม้บรรทัดแบบเวอร์เนียร์ เราก็จะได้การวัดที่มีความแม่นยำมากขึ้น แต่แม้กระนั้นก็ตาม ค่าที่วัดได้ด้วยเครื่องมือทั้งหมด ก็ไม่ใช่ค่าความยาวที่แท้จริงของวัตถุ

นอกจากนี้ เราอาจจะพบว่า ในการสุ่มตัวอย่างในการวัดค่าของวัตถุจากประชากรหนึ่ง เราอาจจะได้ค่าการวัดที่ไม่เท่ากันทุกครั้ง และค่าที่วัดได้จากการสุ่มมีการกระจายตัวออกไปในทางสถิติ เนื่องจากค่าที่ได้นั้นมีทั้งค่าที่แตกต่างกันไปตามแต่ละวัตถุในประชากร และในการวัดแต่ละครั้งเองเราก็ได้ค่าในการวัดจากเครื่องมือที่ไม่สม่ำเสมอ

B.1 ความคลาดเคลื่อนในการวัด (Measurement Error)

หากเราเปรียบว่าแท่งไม้แท่งหนึ่งมีความยาวที่แท้จริงเป็นเลขทศนิยมที่มีหลักนัยสำคัญที่ไม่จำกัด การวัดก็คือการประมาณค่านี้ด้วยไม้เมตรที่แทนด้วยขีดบอกความยาวที่มีจำนวนช่องที่จำกัด ดังนั้น สิ่งที่เราได้จากการวัดมีอยู่สองส่วน ส่วนหนึ่งก็คือตัวเลขความยาวที่ได้จากการ “ประมาณ” ด้วยไม้เมตรที่ดีจำนวนช่อง และอีกส่วนที่ได้ก็คือความคลาดเคลื่อนที่ได้จากการประมาณค่าความยาวนั้นด้วยไม้เมตรที่ใช้วัด

ปริมาณความคลาดเคลื่อนในการวัดนี้ ขึ้นอยู่กับวิธี และอุปกรณ์ที่ใช้วัด สำหรับเครื่องวัดที่มีสเกลบอกค่าในการวัดทั่วไป เรามักจะให้ขีดจำกัดความคลาดเคลื่อนอยู่ที่หน่วยย่อยสุดของ

สเกล หรือเราอาจจะประมาณหน่วยย่อยกว่านั้นด้วยสายตาโดยการแบ่งขีดย่อยลงไปอีกเป็น ครึ่ง หรือ หนึ่งในสิบส่วน ตามแต่ความกว้างของช่องนั้นๆ

ในเครื่องมือวัดทางดิจิทัลหลายๆ ชนิด ความคลาดเคลื่อนมักจะทำให้เป็นค่าในทศนิยมส่วนที่ย่อยที่สุดที่เครื่องมือวัดได้ ในหลายอุปกรณ์ความคลาดเคลื่อนอาจจะระบุเอาไว้ในอุปกรณ์

B.2 ความคลาดเคลื่อนทางสถิติ (Statistical Error)

ความคลาดเคลื่อนอีกแหล่งหนึ่งที่เกิดขึ้น ก็คือความคลาดเคลื่อนทางสถิติ อาจเกิดจากการสุ่มของกลุ่มประชากรที่ต้องการวัด หรือเกิดจากความคลาดเคลื่อนในการวัดแต่ละครั้งด้วยเครื่องมือเดียวกัน ที่ได้ไม่เท่ากัน เช่น ในการวัดฟลักซ์ของแสงดาวบน CCD นั้น ถึงแม้ว่าเราจะใช้เวลาเปิดหน้ากล้องที่เท่ากัน ด้วยการตั้งค่าของอุปกรณ์ที่เหมือนกัน เราอาจจะพบว่ามียิเล็กตรอนที่ตกลงบน CCD ที่ไม่เท่ากัน เนื่องจากจำนวนโฟตอนที่อาจจะตกลงบน CCD ในแต่ละรอบของการเปิดหน้ากล้องมีความแตกต่างกันทางสถิติ

ความคลาดเคลื่อนทางสถิตินี้ จะเกิดขึ้นเสมอ โดยเฉพาะในการสุ่มจากกลุ่มประชากรที่ต้องการศึกษา โดยเราสามารถใช้อัตราทางสถิติในการอธิบายลักษณะการกระจายและหาข้อมูลที่แท้จริงได้

B.2.1 Gaussian Distribution

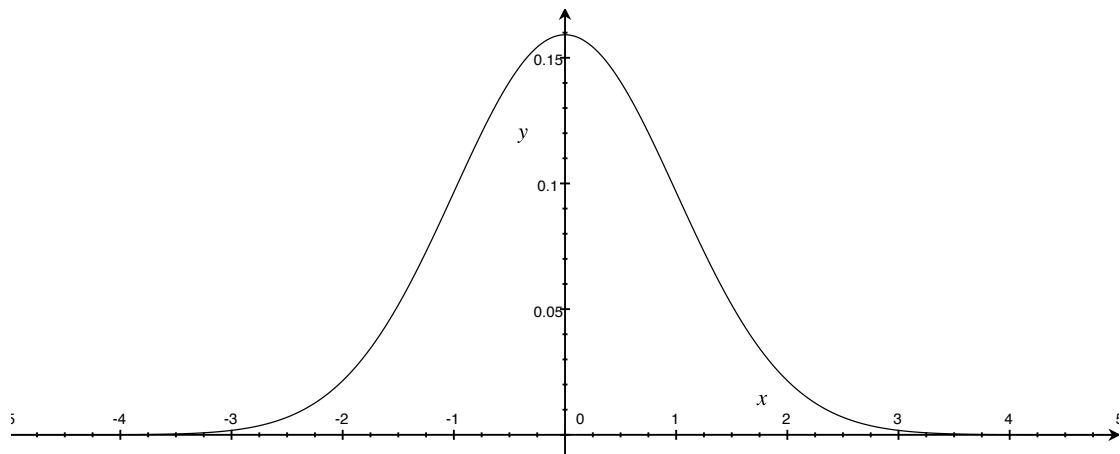
เราพบว่า เราสามารถอธิบายการกระจายของข้อมูลส่วนมากได้ในรูปของ Gaussian Distribution หรือบางทีเรียกว่า Normal Distribution การกระจายข้อมูลของ Gaussian Distribution สามารถอธิบายได้โดยสมการ

$$f(x) = \frac{1}{\sigma\sqrt{2\pi}} e^{-\frac{(x-\bar{x})^2}{2\sigma^2}}$$

โดยทั่วไปเรามักจะอธิบายการกระจายตัวของข้อมูลในกลุ่มประชากรด้วยตัวแปรที่ใช้อธิบาย Gaussian Distribution นั่นคือค่าเฉลี่ย $\bar{x}$ และส่วนเบี่ยงเบนมาตรฐาน σ

จากรูป B.1 ค่า $\bar{x}$ ก็คือค่าเฉลี่ย หรือค่ากึ่งกลางของ Gaussian Distribution และค่า σ ก็คือส่วนเบี่ยงเบนมาตรฐาน แสดงถึงการกระจายตัวของข้อมูล ว่าข้อมูลมีการเกาะกลุ่มกันใกล้เคียงกับค่าเฉลี่ย มากน้อยแค่ไหน

สำหรับข้อมูลทั่วไป เราสามารถหาค่าเฉลี่ยได้จากสมการ

รูปที่ B.1: กราฟแสดงการกระจายความถี่ของ Gaussian Distribution ที่มี $\bar{x} = 0$ $\sigma = 1$

$$\bar{x} = \frac{1}{n} \cdot \sum_{i=1}^n x_i$$

และส่วนเบี่ยงเบนมาตรฐานได้จาก

$$\sigma = \sqrt{\frac{1}{N} \sum_{i=1}^n (x_i - \bar{x})^2}$$

นอกจากนี้ เราจะพบว่าพื้นที่ใต้กราฟระหว่าง -1σ ถึง 1σ จะคิดเป็น 68% ของข้อมูลทั้งหมด และพื้นที่ใต้กราฟระหว่าง -2σ ถึง 2σ จะคิดเป็น 95% ของข้อมูลทั้งหมด นั่นคือ หากคะแนนสอบของนักเรียนในห้องหนึ่ง มีการกระจายแบบ Gaussian Distribution อย่างสมบูรณ์ ด้วยค่าเฉลี่ย $\bar{x}$ และส่วนเบี่ยงเบนมาตรฐาน σ เราจะพบว่ามึนักเรียน 95% ของทั้งห้อง ที่มีคะแนนอยู่ระหว่าง $\bar{x} - 2\sigma$ และ $\bar{x} + 2\sigma$

ในทางวิทยาศาสตร์นั้น เรามักจะนิยมรายงานค่าเฉลี่ยของกลุ่มประชากรด้วย $\bar{x} \pm \sigma$ (ในบางครั้งจะใช้ $\bar{x} \pm 2\sigma$ หากต้องการใช้ 95% Confidence Interval)

B.2.2 Poisson Distribution

การกระจายตัวของข้อมูลอีกแบบก็คือการกระจายตัวแบบ Poisson Distribution เราจะพบ Poisson Distribution ในข้อมูลทางสถิติที่เป็นจำนวนนับ ในทางดาราศาสตร์เราจะพบ Poisson Distribution แฝงอยู่ในการทำ Photometry (บทที่ 5) เนื่องจากข้อมูลพลักซ์ที่เราวัดได้จากทุก pixel ของ CCD มีลักษณะเป็นจำนวนนับของอิเล็กตรอน

การกระจายตัวแบบ Poisson Distribution สามารถเขียนอยู่ในรูปของสมการได้ ดังนี้

$$f(k; \lambda) = \frac{\lambda^k e^{-\lambda}}{k!}$$

โดยที่ $f(k; \lambda)$ แสดงความถี่หรือความน่าจะเป็นที่จะอ่านค่าได้เท่ากับ k สำหรับข้อมูลที่มีค่าคาดหวัง (Expected Value) อยู่ที่ λ

เราพบว่า สำหรับข้อมูลที่มีการกระจายแบบ Poisson Distribution จะมีค่าเฉลี่ยเท่ากับค่าคาดหวัง $\bar{x} = \lambda$ และนอกจากนี้ส่วนเบี่ยงเบนมาตรฐานของข้อมูลชุดนี้จะมีค่าเท่ากับ $\sigma = \sqrt{\lambda}$

เราสามารถนำการกระจายตัวแบบ Poisson มาอธิบายการเก็บข้อมูลใน CCD ทางดาราศาสตร์ได้ สมมติว่าการเปิดหน้ากล้องยาวหนึ่งวินาทีเพื่อสังเกตดาวหนึ่งดวง เราคาดว่าจะพบอิเล็กตรอนใน pixel หนึ่งของ CCD อยู่ 9 ตัว (หลังจากได้หักลบจาก noise ไปแล้ว) เราจะพบว่าหากเราถ่ายภาพนี้ซ้ำหลายรอบ เราอาจจะได้ค่าอิเล็กตรอนตั้งแต่ไม่กี่ตัว ไปจนถึงหลายสิบ ทั้งนี้ ความน่าจะเป็นที่เป็นไปได้จะลดหลั่นลงไปเมื่อค่าที่อ่านได้จาก 9 มากขึ้น เราอาจจะสามารถเขียนข้อมูลที่วัดได้อยู่ในรูป 9 ± 3 (จาก $\sigma = \sqrt{9}$) เราพบว่า ข้อมูลชุดนี้ มีอัตราความไม่แน่นอนต่อข้อมูลอยู่ที่ 3/9 หรือเท่ากับ 1 ใน 3

เราสามารถลดอัตราความไม่แน่นอนต่อข้อมูลได้ โดยการเปิดหน้ากล้องยาวขึ้น สมมติว่าเราเปิดหน้ากล้องเพิ่มเป็นหนึ่งร้อยวินาที เราจะมีค่าที่คาดว่าจะพบอิเล็กตรอนเพิ่มขึ้นเป็น 900 ตัว (เนื่องจากเปิดหน้ากล้องเพิ่มขึ้น 100 เท่า) ดังนั้นค่าที่วัดได้จะอยู่ในช่วงประมาณ 900 ± 30 นั่นคือ ถึงแม้ว่าความไม่แน่นอนจะเพิ่มขึ้นมาพร้อมกับค่าคาดหวัง แต่อัตราส่วนระหว่างความไม่แน่นอนหารด้วยข้อมูล จะลดลงมาเหลือเพียง 1 ใน 30

B.3 ความคลาดเคลื่อนเชิงระบบ (Systematic Error)

ความคลาดเคลื่อนทั้งในเชิงการวัดและเชิงสถิติ เป็นความคลาดเคลื่อนที่ทำให้ค่าที่วัดได้เกิดการกระจาย และเป็นเหตุผลที่ทำให้วัดค่าได้ไม่เท่ากันในการวัดแต่ละครั้ง อย่างไรก็ตาม ยังมีความคลาดเคลื่อนอีกอย่างหนึ่งซึ่งสำคัญมากต่อการวิจัยทางวิทยาศาสตร์ นั่นคือความคลาดเคลื่อนเชิงระบบ (Systematic Error)

ความคลาดเคลื่อนเชิงระบบมีลักษณะที่แตกต่างจากความคลาดเคลื่อนในเชิงการวัดและเชิงสถิติตรงที่ว่า เป็นความคลาดเคลื่อนที่ไม่ได้เปลี่ยนแปลงการกระจายของข้อมูล แต่ทำให้ทั้งการกระจายตัวของข้อมูลเลื่อนตำแหน่งออกไปจากค่าที่ถูกต้อง เช่น ในการวัดขนาดของลูกปิงปอง เราอาจจะพบว่าการวัดแต่ละครั้งอาจจะได้ขนาดเส้นผ่านศูนย์กลางที่ต่างกันไป (เช่น เราอาจจะไม่ได้วัดตรงเส้นผ่านศูนย์กลางพอดี) แต่การกระจายของข้อมูลก็จะอยู่รอบๆค่าเส้นผ่านศูนย์กลางที่แท้จริง แต่หากว่าเรามีอุปกรณ์วัดที่มีปัญหา เช่น ไม้บรรทัดที่เขียนสเกลผิด

พลาด เราจะพบว่าค่าเฉลี่ยที่ได้จากการวัดจะมีการเลื่อนไปจากค่าจริงทั้งหมด ความคลาดเคลื่อนในลักษณะนี้เรียกว่าความคลาดเคลื่อนเชิงระบบ

ความคลาดเคลื่อนเชิงระบบอาจจะเป็นอะไรที่ค้นพบได้ยาก แต่มีความสำคัญมาก และแหล่งที่มาของความคลาดเคลื่อนเชิงระบบไม่ได้มาจากเครื่องมือที่วัดเสมอไป แต่อาจจะขึ้นอยู่กับขั้นตอน กระบวนการ หรือสมมติฐานที่เราใช้ในการคำนวณหาค่าที่เราต้องการ ความคลาดเคลื่อนเชิงระบบอาจจะเป็นความคลาดเคลื่อนที่ยากที่จะประมาณ แต่ในขณะเดียวกันก็เป็นความคลาดเคลื่อนที่ง่ายต่อการกำจัดออกไปหรือแก้ไขหากเราทราบแหล่งที่มาของมัน

B.4 การถ่ายทอดความคลาดเคลื่อน (Propagation of Error)

ถึงแม้ว่าเราจะสามารถจำกัดความคลาดเคลื่อนเชิงระบบ (Systematic Error) ไปได้เกือบทั้งหมด แต่ในการวัดทุกครั้ง ก็ยังคงมีทั้งความคลาดเคลื่อนที่เกิดจากเครื่องมือในการวัด (Measurement Error) และความคลาดเคลื่อนทางสถิติ (Statistical Error)

ในการคำนวณทางวิทยาศาสตร์ หลายๆ ครั้งที่เราต้องใช้ค่าที่ได้จากการวัดมากกว่าสองค่าขึ้นไป เพื่อคำนวณหาค่าที่ต้องการ เช่น การวัดด้านทั้งสี่ของสี่เหลี่ยมเพื่อหาเส้นรอบรูป และการวัดความกว้างและยาวของสี่เหลี่ยมผืนผ้าเพื่อหาพื้นที่ และในการวัดทุกๆ ด้านของสี่เหลี่ยมก็มีความคลาดเคลื่อน ทั้งจากทางสถิติและจากในการวัดเอง คำถามก็คือ เราจะสามารถถ่ายทอดความคลาดเคลื่อนในการวัดแต่ละครั้งได้อย่างถูกต้องอย่างไร?

การรวมความคลาดเคลื่อนจากสองแหล่งที่ไม่มีความเกี่ยวเนื่องกัน

หากเราต้องการนำการวัดที่มีความคลาดเคลื่อนสองค่าไปบวก หรือลบกัน เช่น การหาเส้นรอบรูปของสี่เหลี่ยมผืนผ้า เราต้องใช้การวัดความกว้าง A และความยาว B ซึ่งแต่ละครั้งการวัดก็มีความคลาดเคลื่อนหรือความไม่แน่นอนเท่ากับ σ_A และ σ_B ตามลำดับ เราจะได้ครึ่งหนึ่งของเส้นรอบรูปเท่ากับ $f = A + B$ เราจะได้ความไม่แน่นอนของผลลัพธ์ f เท่ากับ

$$\sigma_f^2 = \sigma_A^2 + \sigma_B^2$$

โดยเราใช้สมการเดียวกันนี้ สำหรับการรวมแหล่งความไม่แน่นอนที่มาจากทางสถิติและจากการวัด ในกรณีที่ความไม่แน่นอนจากแหล่งหนึ่งมีมากกว่าอีกแหล่งหนึ่งมาก เราจะพบว่าความไม่แน่นอนของผลลัพธ์จะขึ้นอยู่กับแหล่งความไม่แน่นอนที่มากกว่าเป็นส่วนมาก ดังนั้นหากกรณีที่ความไม่แน่นอนทางสถิติมีค่ามากกว่าการวัดในระดับที่มาก เราจึงอาจจะใช้ความไม่แน่นอนทางสถิติแทนผลลัพธ์ไปโดยปริยาย หรือหากในการวัดระยะทางสองส่วนที่แม่นยำมาก และแม่นยำน้อย เราสามารถใช้ความไม่แน่นอนจากส่วนที่มีความแม่นยำน้อยแทนได้

ความคลาดเคลื่อนของผลคูณ

ในกรณีที่เรากำลังหาความคลาดเคลื่อนที่เกิดจากผลคูณของสองจำนวน เช่น การหาพื้นที่ของสี่เหลี่ยมผืนผ้า เราจะได้ว่าความคลาดเคลื่อนของผลคูณ $f = AB$ จะเท่ากับ

$$\left(\frac{\sigma_f}{f}\right)^2 = \left(\frac{\sigma_A}{A}\right)^2 + \left(\frac{\sigma_B}{B}\right)^2$$

ในเมื่อทุกขั้นตอนของการวัดมีความคลาดเคลื่อน แม้กระทั่งในการคำนวณทางสถิติบางครั้งก็ยังมีมีความคลาดเคลื่อนเพิ่มมาด้วย (เช่น การหาสมการเชิงเส้นเพื่อหาความชันของกราฟ) การนำค่าที่ได้จากการวัดไปคำนวณเพื่อได้ผลลัพธ์ ก็ย่อมที่จะมีความคลาดเคลื่อนตามมา หากเราคอยจับตาดูความคลาดเคลื่อน และติดตาม พร้อมทั้งใช้กฎ propagation of error อย่างระมัดระวัง เราก็จะสามารถหาค่าความไม่แน่นอนที่ได้จากการคำนวณผลลัพธ์ที่เราต้องการหาได้อย่างถูกต้องตามหลักการ

การถ่ายทอดความคลาดเคลื่อนของผล log

ในทางดาราศาสตร์ เราอาจจะต้องใช้ฟังก์ชัน logarithm หลายครั้ง เช่น ในการคำนวณ magnitude จาก flux ของดาว การถ่ายทอดความคลาดเคลื่อนของฟังก์ชัน $f = a \log_{10}(A)$ จะหาได้จาก

$$\sigma_f \approx a \frac{\sigma_A}{A \ln(10)}$$

B.5 Confidence Interval

เราสามารถเขียนค่าที่ได้จากการวัดด้วยในรูปแบบของค่าที่วัดได้ บวกลบด้วยความไม่แน่นอน ค่านี้แทนช่วงหนึ่งของจำนวนที่เราเชื่อมั่นว่าค่าที่แท้จริงของวัตถุจะอยู่ระหว่างจำนวนนี้ เราเรียกขีดช่วงความเชื่อมั่นนี้ว่า Confidence Interval (C.I.) เช่น เราอาจจะรายงานผลว่าความยาวของไม้เมตรอยู่ที่ 1.000 ± 0.001 เมตร ด้วย C.I. 95% นั้นหมายความว่าเรามีความเชื่อมั่นถึง 95% ว่าค่าความยาวที่แท้จริงของไม้เมตรอยู่ระหว่าง 0.999 ถึง 1.001 เมตร

ในการรายงานผลงานทางวิทยาศาสตร์ เราไม่ได้มีการรายงานเป็นเพียงเลขหนึ่งตัว แต่จะมีการรายงานเป็นช่วงค่าหนึ่ง โดยปกติมักจะรายงานช่วงตัวเลข เป็น Confidence Interval พร้อมทั้งบอกขีดจำกัดความเชื่อมั่น (Confidence Limit) ซึ่งปกติมักจะใช้ Confidence Limit 95% หรือ 68% ซึ่งสอดคล้องกับค่าความคลาดเคลื่อนทางสถิติ $\pm 2\sigma$ และ $\pm \sigma$ ตามลำดับ

ภาคผนวก C

ค่าคงที่ (Useful Constants)

C.1 คำอุปสรรคเมตริก (Metric Prefixes)

Prefix	Symbol	10^n	Decimal
yotta	<i>Y</i>	10^{24}	1 000 000 000 000 000 000 000 000
zetta	<i>Z</i>	10^{21}	1 000 000 000 000 000 000 000
exa	<i>E</i>	10^{18}	1 000 000 000 000 000 000
peta	<i>P</i>	10^{15}	1 000 000 000 000 000
tera	<i>T</i>	10^{12}	1 000 000 000 000
giga	<i>G</i>	10^9	1 000 000 000
mega	<i>M</i>	10^6	1 000 000
kilo	<i>k</i>	10^3	1 000
hecto	<i>h</i>	10^2	100
deca	<i>da</i>	10^1	10
		10^0	1
deci	<i>d</i>	10^{-1}	0.1
centi	<i>c</i>	10^{-2}	0.01
milli	<i>m</i>	10^{-3}	0.001
micro	μ	10^{-6}	0.000 001
nano	<i>n</i>	10^{-9}	0.000 000 001
pico	<i>p</i>	10^{-12}	0.000 000 000 001
femto	<i>f</i>	10^{-15}	0.000 000 000 000 001
atto	<i>a</i>	10^{-18}	0.000 000 000 000 000 001
zepto	<i>z</i>	10^{-21}	0.000 000 000 000 000 000 001
yocto	<i>y</i>	10^{-24}	0.000 000 000 000 000 000 000 001

C.2 ค่าคงที่สากล (Universal Constants)

Speed of light:	$c = 2.998 \times 10^8 m/s$
Gravitational constant:	$G = 6.674 \times 10^{-11} \frac{m^3}{kg \times s^2}$
Planck's constant:	$h = 6.626 \times 10^{-34} joule \times s$
Stefan-Boltzmann constant:	$\sigma = 5.670 \times 10^{-8} \frac{watt}{m^2 \times K^4}$
Mass of a proton:	$m_p = 1.673 \times 10^{-27} kg$
Mass of an electron:	$m_e = 9.109 \times 10^{-31} kg$
Elementary charge:	$e = 1.602 \times 10^{-19} C$

C.3 ระยะทางทางดาราศาสตร์ (Astronomical Distances)

- 1 Astronomical Unit (AU) = $1.496 \times 10^{11} m$
- 1 light-year (ly) = $9.461 \times 10^{15} m$
- 1 parsec (pc) = 3.26 ly = $3.086 \times 10^{16} m$
- 1 kiloparsec (kpc) = 1000 pc = $3.26 \times 10^3 ly$
- 1 megaparsec (Mpc) = $10^6 pc = 3.26 \times 10^6 ly$

C.4 ตารางข้อมูลเกี่ยวกับดวงอาทิตย์และโลก (Useful Sun and Earth Reference Values)

Mass of the Sun:	1 $M_{Sun} = 2 \times 10^{30} kg$
Radius of the Sun:	1 $R_{Sun} = 696,000 km$
Luminosity of the Sun:	1 $L_{Sun} = 3.8 \times 10^{26} watts$
Mass of Earth:	1 $M_{Earth} = 5.97 \times 10^{24} kg$
Radius (equatorial) of Earth:	1 $R_{Earth} = 63788 km$
Acceleration of gravity on Earth:	$g = 9.8 m/s^2$
Escape velocity from surface of Earth:	$v_{escape} = 11 km/s$

ภาคผนวก D

สูตรการคำนวณ (Useful Formulas)

สมการต่างๆ ที่อาจมีประโยชน์:

สมการการคำนวณหาระยะห่างเชิงมุมในพิกัดศูนย์สูตร (บทที่ 2.2.2)

$$\theta = \sqrt{\Delta\delta^2 + (\Delta\alpha \cos(\delta))^2}$$

สูตรการหาขนาดเชิงมุม หรือการคำนวณระยะทางด้วยวิธีพารัลแลกซ์ (บทที่ 4.2)

$$\tan(p) = \frac{s}{d}$$

หรือสำหรับมุม p ขนาดเล็ก,

$$p = \frac{s}{d} \quad , \quad \text{for small } p$$

การหาระยะทางถึงดวงดาวด้วยวิธี stellar parallax

$$d(\text{parsec}) = \frac{1}{p(\text{arcsec})}$$

Diffraction Limit ของกล้องดูดาว (บทที่ 4.3.1)

$$R = \frac{\lambda}{D}$$

ฟลักซ์ของดาวฤกษ์ (บทที่ 5.2)

$$F = \frac{L}{4\pi r^2}$$

การคำนวณ apparent magnitude เทียบกับฟลักซ์ของดาวอ้างอิง

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10} \left(\frac{F_1}{F_2} \right)$$

ความสัมพันธ์ระหว่าง Absolute Magnitude (M) และ Apparent Magnitude (m) กับระยะทาง (d) ด้วยสมการโมดูลัสระยะทาง (บทที่ 5.4)

$$m - M = 5 \log_{10}(d) - 5$$

หรือเขียนในรูปของระยะทาง

$$d = 10^{\frac{m-M+5}{5}}$$

ความสัมพันธ์ระหว่าง ความยาวคลื่น ความถี่ และพลังงานของโฟตอน (บทที่ 6.1)

$$\lambda \times f = c$$

$$E = h \times f = \frac{hc}{\lambda}$$

กฎของ Stefan-Boltzmann (บทที่ 6.2.1)

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

กฎของ Wien (บทที่ 6.2.2)

$$\lambda_{max} \approx \frac{2,900,000}{T \text{ (Kelvin scale)}} \text{ nm}$$

ค่า redshift (บทที่ 6.3.4)

$$z = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_{emit}}{\lambda_{emit}}$$

$$z \approx \frac{v}{c} \quad , \quad \text{for } v \ll c$$

กำลังส่องสว่างของดาวลำดับหลักเทียบกับมวล (บทที่ 7.3)

$$L \propto M^{3.5}$$

อายุขัยของดาวลำดับหลัก

$$\tau_{MS} \approx 10^{10} \text{ years} \left[\frac{M}{M_{\odot}} \right]^{-2.5}$$

ภาคผนวก E

ข้อมูลดาวเคราะห์ในระบบสุริยะ (Planetary Data)

Name	Symbol	Mass (kg)	Radius (km)	Orbital Radius (AU)	Orbital Period (yr)
Sun	☉	1.99×10^{30}	695,000	-	-
Mercury	☿	3.30×10^{23}	2440	0.387	0.2409
Venus	♀	4.87×10^{24}	6051	0.723	0.6152
Earth	♁	5.97×10^{24}	6378	1.00	1.0000
Mars	♂	6.42×10^{23}	3397	1.524	1.881
Jupiter	♃	1.90×10^{27}	71,492	5.203	11.86
Saturn	♄	5.69×10^{26}	60,268	9.539	29.42
Uranus	♅	8.66×10^{25}	25,559	19.19	84.01
Neptune	♆	1.03×10^{26}	24,764	30.06	164.8
Pluto*	♇	1.31×10^{22}	1160	39.48	248.0

* Dwarf Planets under the IAU definitions

ดรรชนี

- absolute magnitude, 44
- absorption, 58
 - absorption line, 58, 60
- accelerating universe, 47
- airglow, 86
- Alt/Az coordinate system, 15
- altitude, 23
- angular resolution, 36–38, 87
- angular separation, 18
- aperture photometry, 88
- apparent magnitude, 42
- arcmin, 17, 36
- arcsec, 17, 36
- astrometry, 30
- astronomical filter, *see* filter
- Astronomical Unit, 33, 34
- AU, *see* Astronomical Unit, 41

- black hole, 74
- black-body radiation, 54
 - Stefan-Boltzmann law, 55
 - Wien's law, 56

- cartesian coordinate system, 18
- CCD, 61, 82, 83, 116
- celestial coordinate system, 15
 - Alt/Az coordinate system, 15
 - ecliptic coordinate system, 19
 - equatorial coordinate system, 17
 - galactic coordinate system, 20
 - horizontal coordinate system, 15
 - supergalactic coordinate system, 20
- celestial equator, 9
- celestial north pole, 9
- celestial south pole, 9
- celestial sphere, 8

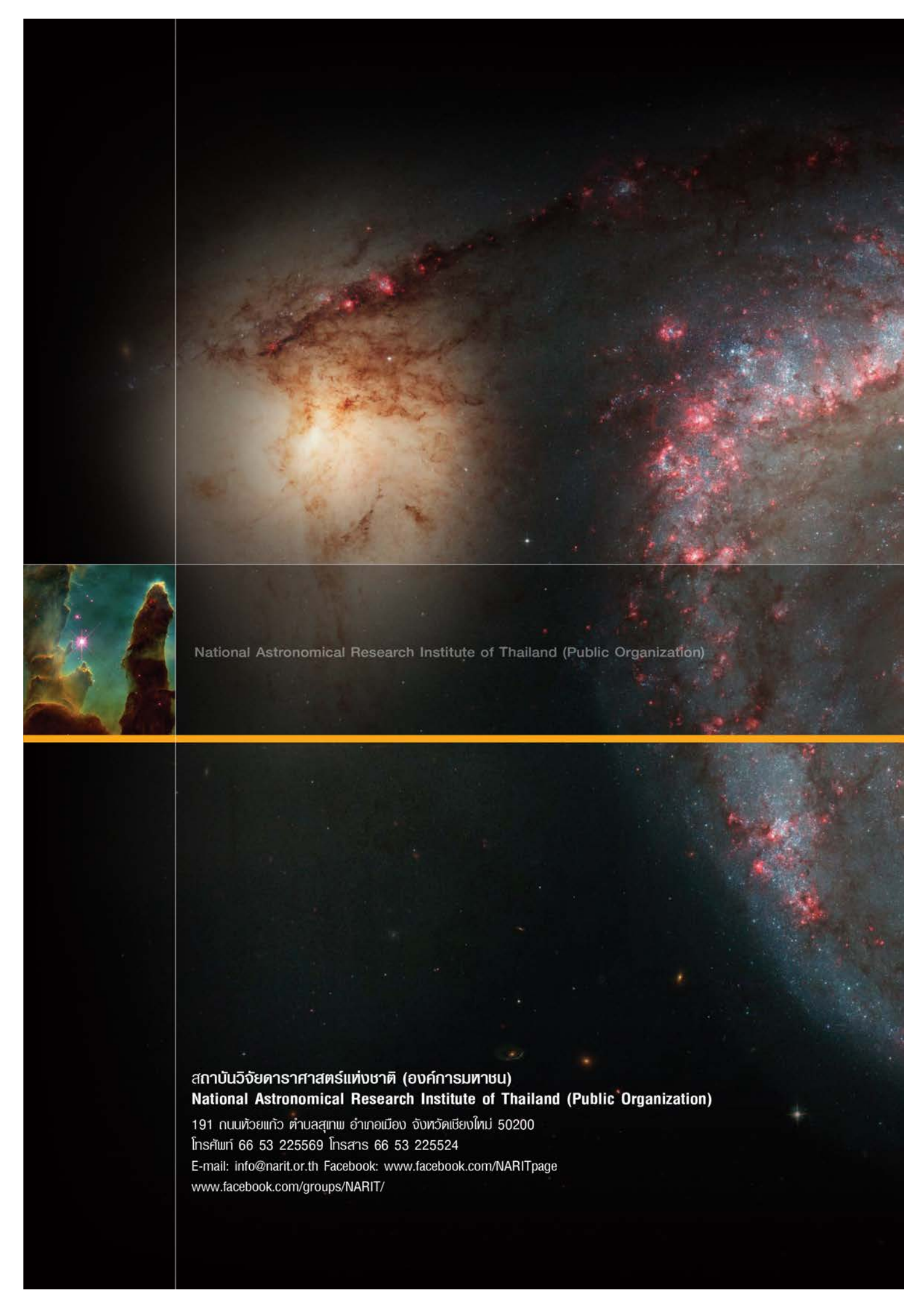
- Cepheid Variable Star, 46
- Charge-Coupled Device, *see* CCD
- circumpolar stars, 22
- CNP, *see* celestial north pole
- color index, 63
- confidence interval, 166
- CSP, *see* celestial south pole

- D- σ relation, 48
- dark frame, 83
- Dec, *see* Declination
- Declination, 17, 18, 22
- differential photometry, 48, 50
- diffraction grating, 61
- diffraction limit, 37, 38, 87
- distance modulus, 44
- dithering, 81, 96
- double star, 47

- ecliptic, 13, 19, 24
- ecliptic coordinate system, 19
- electromagnetic spectrum, 53
- emission, 58
 - emission line, 60
 - emission line, 58, 60, 68
- ephemerid, 153
- epoch, 19
- equatorial coordinate, 95
- equatorial coordinate system, 17, 22
 - decimal, 17
 - sexagesimal, 17
- equinox, 19, 25
- error
 - measurement error, 161
 - statistical error, 162
 - systematic error, 164

- expanding universe, 46
- filter, 62
 - LRGB, 63
 - LUM, 63
 - UBVRI, 62
- FITS, 116
- flat dark, 85
- flat field, 83
- flux, 40, 88
- frequency, 54
- Full Width at Half Maximum, *see* FWHM
- FWHM, 88
- galactic coordinate system, 20, 91
- gamma ray burst, *see* GRB
- Gaussian distribution, 162
- giant, 70, 72
- Globular Cluster Luminosity Function (GCLF), 47
- GRB, 48, 93
- H-R diagram, *see* Hertzsprung-Russell diagram
- HA, *see* hour angle
- Hertzsprung-Russell diagram, 68, 70, 75–77
- HJD, 50
- horizontal coordinate system, 15, 22
- hour angle, 29
- HST, 65
- Hubble's Law, 46
- image processing, 83
- inclination, 19
- Interstellar Reddening, 59
- inverse square law, 41
- J2000.0, 19
- Jansky, 42
- JD, 50
- Julian Date, *see* JD
- Jy, *see* Jansky
- LHA, *see* hour angle
- light curve, 48
- light-year, 53
- local hour angle, *see* hour angle
- local sidereal time, 27
- LST, *see* local sidereal time
- Luminosity, 40, 44
- luminosity, 56
- ly, *see* light-year
- magnitude, 42, 43, 45–47
 - absolute magnitude, 44
 - apparent magnitude, 42
- main sequence, 47, 70
 - main sequence curve, 70
 - turnoff point, 76
- main sequence fitting, 47
- main sequence turnoff point, 76
- master dark, 83
- master flat, 85
- measurement error, 161, 165
- meridian, 10, 14, 23, 27, 28
- Milky Way Galaxy, 20
- MJD, 50
- neutron star, 74
- noise, 83, 85
 - background, 86
 - fixed-pattern noise, 85
 - thermal noise, 83
- nova, 48
- parallax, 31–33
 - lunar parallax, 32
 - stellar parallax, 34
- parsec, 35, 44, 47
- phase, 51
- phase diagram, 51
- photometry, 40
- Planck's constant, 54
- Planetary Nebular Luminosity Function (PNLF), 48
- point source, 41, 87
- point spread function, *see* PSF
- Poisson distribution, 163

- precession, 19
- PSF, 87–89, 123
- QSO, *see* quasar
- quasar, 44
- RA, *see* Right Ascension
- reddening, 59
- redshift, 59
- retrograde motion, 31
- Right Ascension, 17, 18
- S/N, *see* signal to noise ratio
- scattering, 59
- seeing, 37
- sidereal clock, 14
- sidereal day, 14
- signal to noise ratio, 86
- significant figures, 157
- SN Ia, *see* supernova: type Ia supernova
- SNR, *see* signal to noise ratio
- solar clock, 14
- solar day, 14
- solar luminosity, 40
- solstice, 25
- spectral class, 63, 68
- spectral shift, 48
- spectrograph, 61
- spectroscopy, 61, 68
- spectrum, 59, 61
- standard candle, 45
- statistical error, 162, 165
- Stefan-Boltzmann law, 55
- stellar parallax, 34
- supergalactic coordinate system, 20
- supergalactic plane, 20
- supergiant, 70, 73
- supernova, 44, 47, 48, 73, 75, 155, 156
 - core collapse supernova, 73
 - type Ia supernova, 47
- Surface Brightness Fluctuation method (SBF), 48
- systematic error, 164, 165
- telescope, 79
 - altazimuth mount, 80, 81
 - catadioptric telescope, 80
 - dithering, 81
 - equatorial mount, 80, 81
 - reflecting telescope, 80
 - refracting telescope, 80
- thermal radiation, *see* black-body radiation
- Tip of the Red Giant Branch (TRGB), 48
- Tully-Fisher relation, 48
- turnoff point, *see* main sequence turnoff point
- visual binary, 18
- wavelength, 54
- WCS, 81, 107, 116
- white dwarf, 47, 70, 72
- Wien's law, 56
- zenith, 10



National Astronomical Research Institute of Thailand (Public Organization)

สถาบันวิจัยดาราศาสตร์แห่งชาติ (องค์การมหาชน)
National Astronomical Research Institute of Thailand (Public Organization)

191 ถนนห้วยแก้ว ตำบลสุเทพ อำเภอเมือง จังหวัดเชียงใหม่ 50200

โทรศัพท์ 66 53 225569 โทรสาร 66 53 225524

E-mail: info@narit.or.th Facebook: www.facebook.com/NARITpage

www.facebook.com/groups/NARIT/