



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

คู่มือการศึกษาดาราศาสตร์ เชิงปฏิบัติการ

โดย มติพล ตั้งมดีธรรม

โครงการอบรมครูเชิงปฏิบัติการด้านดาราศาสตร์

สำนักบริการวิชาการและสื่อสารทางดาราศาสตร์ สถาบันวิจัยดาราศาสตร์แห่งชาติ (องค์การมหาชน)

คู่มือการศึกษาดาราศาสตร์เชิงปฏิบัติการ

โดย มติพล ตั้งมติธรรม

สงวนลิขสิทธิ์	สงวนลิขสิทธิ์ของสถาบันวิจัยดาราศาสตร์แห่งชาติ (องค์การมหาชน) กระทรวงการอุดมศึกษา วิทยาศาสตร์ วิจัยและนวัตกรรม
ISBN	978-616-8261-77-4
พิมพ์ครั้งที่	5
ปีที่พิมพ์	ตุลาคม 2563
จำนวนหน้า	144
จำนวนเล่มที่พิมพ์	200 เล่ม
ผู้จัดพิมพ์	สถาบันวิจัยดาราศาสตร์แห่งชาติ (องค์การมหาชน)

คำนำ

คู่มือการศึกษาดาราศาสตร์เชิงปฏิบัติการเล่มนี้ ได้จัดทำขึ้นเพื่อจุดประสงค์ในการเป็นหนังสืออ้างอิงสำหรับผู้ที่มีความประสงค์จะทำการวิจัยทางด้านดาราศาสตร์ โดยที่ผู้เขียนได้เรียบเรียงเนื้อหาที่คิดว่าน่าจะเป็นประโยชน์ในการเริ่มต้นโครงการวิจัยทางด้านดาราศาสตร์ได้ มาไว้ในหนังสือเล่มเดียวกัน ตั้งแต่เรื่องของทรงกลมท้องฟ้า ระบบพิกัดท้องฟ้า การเคลื่อนที่ของวัตถุท้องฟ้า เทคนิคดาราศาสตร์ในทางด้าน Astrometry และ Photometry สเปกตรัมคลื่นแม่เหล็กไฟฟ้า วัฏจักรชีวิตของดาวฤกษ์ พื้นฐานเกี่ยวกับทฤษฎีการถ่ายภาพทางด้านดาราศาสตร์ คู่มือสำหรับโปรแกรมที่เกี่ยวข้องกับการทำงานวิจัยดาราศาสตร์ แหล่งฐานข้อมูลที่มีประโยชน์ในการทำงานวิจัย รวมไปถึงภาคผนวก พื้นฐานต่างๆ ไป เกี่ยวกับการทำงานทางวิทยาศาสตร์ เลขนี้สำคัญ ความคลาดเคลื่อน และค่าคงที่ต่างๆ ในทางดาราศาสตร์

เนื้อหาของคู่มือฉบับนี้ ไม่ได้ถูกเขียนมาเพื่อใช้เป็นคู่มือสำหรับการเรียนการสอนวิชาดาราศาสตร์โดยลำพัง แต่ได้ถูกเขียนมาเพื่อเป็นคู่มืออ้างอิง และเสริมเนื้อหา สำหรับผู้ที่มีความรู้ทางด้านดาราศาสตร์เบื้องต้นบ้างแล้ว โดยเนื้อหาได้ออกแบบมาสำหรับผู้อ่านที่มีพื้นฐานทางวิทยาศาสตร์ในระดับชั้นมัธยมศึกษาตอนต้นถึงตอนปลาย เพื่อเป็นคู่มือช่วยส่งเสริม และสนับสนุนการทำโครงการวิจัยทางด้านดาราศาสตร์สำหรับนักเรียนชั้นมัธยมศึกษา และเป็นจุดเริ่มต้นส่งเสริมให้ครูวิทยาศาสตร์ในชั้นมัธยมศึกษาหันมาชักชวนให้นักเรียนชั้นมัธยมศึกษาเริ่มทำโครงการวิจัยทางด้านดาราศาสตร์มากยิ่งขึ้น

ผู้เขียนได้ใช้ความรู้ทางด้านดาราศาสตร์ และประสบการณ์ทางด้านการศึกษา และบริการวิชาการทางด้านดาราศาสตร์ที่สั่งสมมานานับสิบปี เรียบเรียงมาเป็นเนื้อหาที่กระชับ แต่ครอบคลุมในหลายเนื้อหาที่ผู้ที่มีความประสงค์จะเริ่มต้นทำงานวิจัยทางด้านดาราศาสตร์ในขั้นต้นสามารถที่จะเริ่มต้นได้ ผู้เขียนหวังเป็นอย่างยิ่งว่า คู่มือนี้จะมีประโยชน์ในการทำงานวิจัยทางด้านดาราศาสตร์ รวมไปถึงกระตุ้นให้ผู้อ่านหันมาสนใจกับการเริ่มทำงานวิจัยทางด้านดาราศาสตร์ มากยิ่งขึ้น

อย่างไรก็ตาม คู่มือเล่มนี้ถูกเขียนขึ้นมาเป็นเพียงตัวจุดประกายเริ่มต้นในการทำงานวิจัยเพียงเท่านั้น เนื่องจากในการทำงานวิจัยนั้น ผู้ทำย่อมที่จะต้องประสบกับเนื้อหา คำถาม และปัญหาที่นอกเหนือและต่างออกไปจากที่หนังสือเล่มใดเล่มหนึ่งจะครอบคลุมได้หมด ผู้เขียนจึงฝากให้ผู้อ่านใคร่หาความรู้เพิ่มเติมในส่วนรายละเอียดของงานวิจัยของ สืบต่อไปด้วยตัวเอง

เนื่องด้วยในการทำงานวิจัยอาจจะต้องมีการสื่อสารกับสากล ทั้งในการทำงานร่วมกัน แลกเปลี่ยนความรู้ หรือในการนำเสนอผลงานระดับนานาชาติ ผู้เขียนจึงพยายามคงคำศัพท์เทคนิคทางภาษาอังกฤษประกอบเอาไว้ พร้อมทั้งการเพิ่มส่วนของกรณีที่เป็นภาษาอังกฤษ เพื่อให้ผู้อ่านที่อาจจะเกิดความสงสัยในทางคำศัพท์สามารถใช้คู่มือนี้ในการสืบหาความหมายของคำศัพท์เทคนิคทางด้านดาราศาสตร์ที่เป็นภาษาอังกฤษได้

ผู้เขียนขอขอบคุณสถาบันวิจัยดาราศาสตร์แห่งชาติ (องค์การมหาชน) กระทรวงการอุดมศึกษา วิทยาศาสตร์ วิจัยและนวัตกรรม ที่สนับสนุนในการจัดทำคู่มือเล่มนี้ พร้อมทั้งขอขอบคุณ ดร. ศรัณย์ โปษยะจินดา, ดร. วิภู รุโจปการ, เจ้าหน้าที่สารสนเทศดาราศาสตร์ สถาบันวิจัยดาราศาสตร์แห่งชาติ ประณิตา เสพปั่นคำ, ธีรยุทธ ลอยลิบ, ธนกฤต สันติคุณาภรณ์, ภาณุ อุบลน้อย,

รณภพ ตันวุฒิบัณฑิต, กรกมล ศรีบุญเรือง, สิทธิพร เตือนตะคุ, วทัณญ แพทย์วงษ์, อัจจรงค์ จันทมาศ, ญัฐยา ศิริวนสกุล, ตอริก เอ็งปียา, รอยาลี มามะ, ฌรกมล กาญจนกิตติ, และนักเรียนในโครงการอบรมครูเชิงปฏิบัติการชั้นสูง รุ่นที่ 1 รัตนาวดี ฑิฆะวงษ์ ที่ให้คำแนะนำและช่วยตรวจทานเนื้อหา และสนับสนุนให้คู่มือเล่มนี้สำเร็จลุล่วงไปได้ด้วยดี

ในการพิมพ์ครั้งที่ 3 นี้ได้เพิ่มเติมส่วนของการสอนใช้โปรแกรมทางดาราศาสตร์ AstrolmageJ ซึ่งเขียนโดยศวัสกมล ปิจดี และโปรแกรมวิเคราะห์สเปกตรัม ซึ่งเขียนโดยสมานชาญ จันทรเี่ยม ที่มาช่วยเติมเต็มคู่มือเล่มนี้ให้ทันสมัยและสมบูรณ์ยิ่งขึ้น

มติพล ตังมติธรรม

สถาบันวิจัยดาราศาสตร์แห่งชาติ (องค์การมหาชน)

28 กันยายน พ.ศ. 2563

สารบัญ

1	ทรงกลมท้องฟ้า (Celestial Sphere)	10
1.1	ทรงกลมท้องฟ้าแบบไม่มีเส้นขอบฟ้า	10
1.2	ทรงกลมท้องฟ้าและเส้นขอบฟ้า	11
1.2.1	ผู้สังเกตจากขั้วโลกเหนือและใต้	12
1.2.2	ผู้สังเกตจากเส้นศูนย์สูตร	12
1.2.3	ผู้สังเกตจากบริเวณอื่นๆ	13
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)	15
2.2.1	หน่วยย่อยในระบบพิกัดศูนย์สูตร	17
2.2.2	การหาระยะห่างเชิงมุมในพิกัดศูนย์สูตร	17
2.3	ระบบพิกัดสุริยวิถี (Ecliptic Coordinate System)	18
2.4	ระบบพิกัดกาแล็กซี (Galactic Coordinate System)	19
2.5	ระบบพิกัดกลุ่มกาแล็กซี (Supergalactic Coordinate System)	19
3	การเคลื่อนที่ของท้องฟ้า (Celestial Motion)	21
3.1	ละติจูดของผู้สังเกต	21
3.1.1	ดาวค้างฟ้า (Circumpolar Stars)	21
3.1.2	ดาวที่ไม่สามารถสังเกตเห็นได้	22
3.1.3	altitude ของดาว ณ meridian	22
3.1.4	ตำแหน่งของดวงอาทิตย์บนพิกัดท้องฟ้า	23
3.2	เวลาดาราคติท้องถิ่น Local Sidereal Time (LST)	25
3.3	มุมชั่วโมง (Hour Angle: HA)	27
4	การวัดตำแหน่งวัตถุท้องฟ้า (Astrometry)	28
4.1	การศึกษาวงโคจรของวัตถุท้องฟ้า (Orbital Motion)	29
4.2	มุมพารัลแลกซ์ (Parallax Angle)	29

4.2.1	Lunar Parallax	30
4.2.2	Venus Transit	30
4.2.3	พารัลแลกซ์ของดาวฤกษ์ (Stellar Parallax)	31
4.3	กำลังการแยก (Angular Resolution)	33
4.3.1	Diffraction Limit	34
5	การวัดแสง (Photometry)	36
5.1	กำลังส่องสว่าง (Luminosity)	36
5.2	ฟลักซ์ (Flux)	36
5.3	ลำดับความสว่าง (Magnitude)	37
5.3.1	ลำดับความสว่างปรากฏ (Apparent Magnitude)	37
5.3.2	ลำดับความสว่างสัมบูรณ์ (Absolute Magnitude)	40
5.4	โมดูลัสของระยะทาง (Distance Modulus)	40
5.5	เทียนมาตรฐาน (Standard Candle)	41
5.6	การวัดการแปรแสง (Differential Photometry)	43
5.6.1	กราฟแสง (Light Curve)	44
5.6.2	วันที่และเวลาในทางดาราศาสตร์ (Julian Date)	44
6	สเปกตรัมคลื่นแม่เหล็กไฟฟ้า (Electromagnetic Spectrum)	47
6.1	ความยาวคลื่น ความถี่ และพลังงาน (Wavelength, Frequency, and Energy)	47
6.2	การแผ่รังสีของวัตถุดำ (Black-body Radiation)	48
6.2.1	กฎของสเตฟาน-โบลทซ์มานน์ (Stefan-Boltzmann Law)	50
6.2.2	กฎของวีน (Wien's law)	50
6.3	แถบการดูดกลืนและการเปล่งแสง (Absorption & Emission Line)	51
6.3.1	การเปล่งแสง (Emission)	51
6.3.2	การดูดกลืนแสง (Absorption)	52
6.3.3	การกระเจิงของแสง (Scattering)	52
6.3.4	การเลื่อนทางแดง (Redshift)	52
6.4	สเปกโทรสโกปี (Spectroscopy)	54
6.5	Filter ทางดาราศาสตร์ (Astronomical Filter)	55
6.5.1	UBVRI Filters	55
6.5.2	LRGB Filters	56
6.5.3	filter ประเภทอื่นๆ	56
7	วิวัฒนาการชีวิตของดาวฤกษ์ (Stellar Evolution)	59
7.1	ชนิดสเปกตรัม (Spectral Class)	59
7.2	แผนภูมิเฮิร์ตซปรุง-รัสเซลล์ (Hertzsprung-Russell diagram)	60
7.3	ดาวในลำดับหลัก (Main Sequence Stars)	60
7.3.1	มวลของดาวในลำดับหลัก	62
7.3.2	อายุขัยของดาวในลำดับหลัก	62

7.4	เมื่อดาวลำดับหลักหมดอายุขัย	63
7.4.1	ดาวมวลน้อย (Low-Mass Stars)	63
7.4.2	ดาวมวลปานกลาง (Mid-sized Stars)	63
7.4.3	ดาวมวลมาก (Massive Stars)	63
7.5	แผนภูมิเฮิร์ตซปรุง-รัสเซลล์ของกระจุกดาว (H-R Diagram of a Cluster)	65
7.5.1	จุดเบนออกจากแถบลำดับหลัก (Main Sequence Turnoff Point)	66
8	การถ่ายภาพทางดาราศาสตร์ (Astrophotography)	69
8.1	กล้องโทรทรรศน์ (Telescope)	69
8.1.1	ระบบฐานตั้งกล้องโทรทรรศน์ (Telescope Mount)	70
8.1.2	World Coordinate System (WCS)	71
8.2	ซีซีดี (CCD)	71
8.3	การประมวลผลภาพถ่ายทางดาราศาสตร์ (Image Processing)	72
8.3.1	Dark Frame	72
8.3.2	Flat Field	74
8.3.3	Signal to Noise Ratio (SNR)	75
8.4	Point Spread Function (PSF)	75
8.4.1	Full Width at Half Maximum (FWHM)	76
8.5	Aperture Photometry	77
9	โปรแกรมทางดาราศาสตร์ (Astronomy Software)	78
9.1	โปรแกรมแผนที่ดาว (Planetarium Software)	78
9.1.1	Stellarium	78
9.2	โปรแกรมอ่านไฟล์และวิเคราะห์ภาพทางดาราศาสตร์ (Astronomy Analysis Tool)	82
9.2.1	SAO Image DS9	83
9.2.2	Aperture Photometry Tool	88
9.2.3	Iris	95
9.2.4	AstrolmageJ	100
9.3	โปรแกรมสำหรับการวิเคราะห์สเปกตรัม	107
9.3.1	Audela	108
9.3.2	Visual Spec	108
9.3.3	ISIS	110
9.4	โปรแกรมสร้างกราฟทั่วไป (Plotting Tools)	110
9.4.1	Microsoft Excel Tips	110
10	ตัวอย่างโครงการวิจัยทางดาราศาสตร์	113
10.1	โครงการเบื้องต้น (Basic Projects)	113
10.2	งานวิจัยที่ใช้การวัดตำแหน่งวัตถุท้องฟ้า (Astrometry)	115
10.3	งานวิจัยที่เกี่ยวข้องกับการวัดความเข้มของแสง (Photometry)	117
10.4	โครงการที่ใช้สเปกโตรสโคปี (Spectroscopy)	120

10.5	โครงการเชิงคำนวณหรือสร้างแบบจำลอง (Computational/Modeling)	121
11	ฐานข้อมูลและเครื่องมือทางดาราศาสตร์ (Resources)	123
11.1	NAAP Astronomy Labs	123
11.2	JPL-HORIZONS	123
11.3	CMD 3.3 input form	124
11.4	General Catalogue of Variable Stars	124
11.5	Linear Elements of Eclipsing Binaries	124
11.6	PHOEBE	124
11.7	OGLE	124
11.8	The Extrasolar Planets Encyclopaedia	125
11.9	Minor Planet Checker	125
11.10	British Astronomical Association & Society for Popular Astronomy - Comet Section	125
11.11	Heavens Above	125
11.12	Sky Chart	125
11.13	SIMBAD	125
11.14	ALADIN	126
11.15	CBAT	126
11.16	Latest Supernovae	126
11.17	Transient Name Server	126
11.18	Sloan Digital Sky Survey (SDSS)	126
11.19	The Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST)	127
11.20	The Hubble Legacy Archive	127
A	เลขนัยสำคัญ (Significant Figures)	128
A.1	หลักของเลขนัยสำคัญ	128
A.2	สัญกรณ์วิทยาศาสตร์ (scientific notation)	129
A.3	การปัดเลขทศนิยม	130
A.4	เลขนัยสำคัญจากการคำนวณ	130
B	ความคลาดเคลื่อน (Error Analysis)	132
B.1	ความคลาดเคลื่อนในการวัด (Measurement Error)	132
B.2	ความคลาดเคลื่อนทางสถิติ (Statistical Error)	133
B.2.1	Gaussian Distribution	133
B.2.2	Poisson Distribution	134
B.3	ความคลาดเคลื่อนเชิงระบบ (Systematic Error)	135
B.4	การถ่ายทอดความคลาดเคลื่อน (Propagation of Error)	135
B.5	Confidence Interval	136

C	ค่าคงที่ (Useful Constants)	137
C.1	คำอุปสรรคเมตริก (Metric Prefixes)	137
C.2	ค่าคงที่สากล (Universal Constants)	138
C.3	ระยะทางทางดาราศาสตร์ (Astronomical Distances)	138
C.4	ตารางข้อมูลเกี่ยวกับดวงอาทิตย์และโลก (Useful Sun and Earth Reference Values)	138
D	สูตรทางคณิตศาสตร์ (Mathematical Formulas)	139
E	สูตรการคำนวณ (Useful Formulas)	140
F	ข้อมูลดาวเคราะห์ในระบบสุริยะ (Planetary Data)	142
G	ข้อมูลดาวในลำดับหลัก (Stellar Classification Data)	143

บทที่ 1

ทรงกลมท้องฟ้า (Celestial Sphere)

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

เราอาจจะทราบกันอยู่แล้วว่าดวงอาทิตย์ขึ้นในทางทิศตะวันออกและตกในทางทิศตะวันตก แต่หากเราใช้เวลาสังเกตท้องฟ้าในหนึ่งวันเราจะพบว่า ดวงจันทร์ ดวงดาว และดาวเคราะห์ต่างๆ ก็ขึ้นในทางทิศตะวันออกและตกในทิศตะวันตกเช่นเดียวกัน หากเราจะพยายามอธิบายการเคลื่อนที่ของวัตถุทั้งหมด อาจจะเป็นเรื่องลำบาก แต่เพียงเราพยายามจินตนาการว่าท้องฟ้าเป็นเหมือนกับทรงกลมท้องฟ้าขนาดใหญ่ที่หมุนอยู่รอบตัวเรา เราก็จะสามารถอธิบายปรากฏการณ์ทั้งหมดได้อย่างง่ายดาย

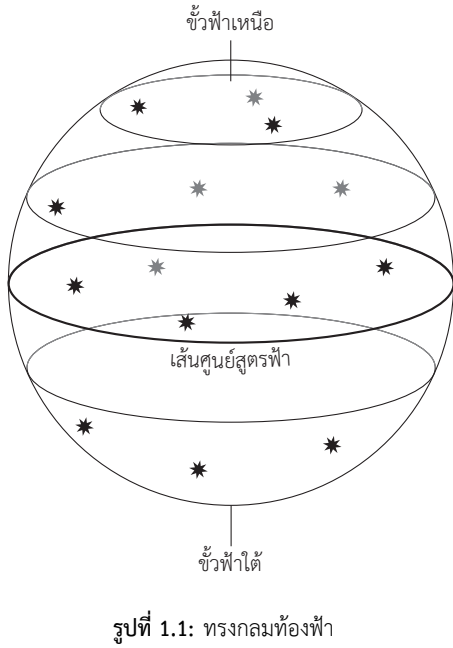
แนวความคิดของทรงกลมท้องฟ้ามีประโยชน์หลายอย่าง ในการทำความเข้าใจทรงกลมท้องฟ้าได้นั้น อันดับแรกเราควรเริ่มจากการทำความเข้าใจทรงกลมท้องฟ้าโดยตัดผู้สังเกตและเส้นขอบฟ้าออกไปก่อน

1.1 ทรงกลมท้องฟ้าแบบไม่มีเส้นขอบฟ้า

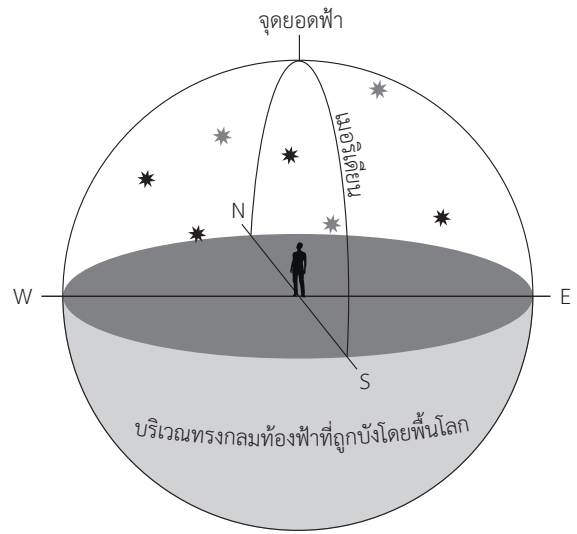
หากเราสามารถมองทะลุลงไปต่ำกว่าเส้นขอบฟ้าและผืนดินได้ สิ่งที่เราเห็นก็คืออวกาศอันกว้างใหญ่ (รูปที่ 1.1) พร้อมกับดวงดาว ดวงอาทิตย์ ดวงจันทร์ และดาวเคราะห์ต่างๆ เราอาจจะเริ่มเห็นว่าทรงกลมนี้หมุนไปรอบๆ (เนื่องจากว่าจริงๆ แล้วผืนดินที่เรายืนอยู่กำลังหมุนรอบตัวเองอยู่) เมื่อเวลาผ่านไปเราอาจจะเริ่มเห็นว่าวัตถุบางอย่าง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

ในทรงกลมท้องฟ้านี้เราอาจจะเริ่มกำหนดตำแหน่งและพิกัด วิธีการกำหนดพิกัดบนทรงกลมสามารถทำได้หลายวิธี แต่โดยส่วนมากเรามักจะกำหนดพิกัดโดยเริ่มจากแกนและขั้วสองด้าน และวงกลมใหญ่ เช่นเดียวกับโลกของเราที่กำหนดพิกัดโดยขั้วโลกเหนือ ขั้วโลกใต้ และเส้นศูนย์สูตร

ในการกำหนดขั้วบนท้องฟ้า นั้น วิธีที่ใช้บ่อยที่สุดก็คือการกำหนด “ขั้วฟ้าเหนือ” (Celestial North Pole) และ “ขั้วฟ้าใต้” (Celestial South Pole) ซึ่งก็คือบริเวณบนท้องฟ้าที่ขั้วโลกเหนือและใต้ของโลกชี้ไปบนทรงกลมท้องฟ้า จากนั้นบริเวณกึ่งกลาง



รูปที่ 1.1: ทรงกลมท้องฟ้า



รูปที่ 1.2: ทรงกลมท้องฟ้าที่ครึ่งหนึ่งถูกบังโดยพื้นโลก

จากขั้วฟ้าทั้งสองเป็นวงกลม เรียกว่า “เส้นศูนย์สูตรฟ้า” (Celestial Equator) ซึ่งก็คือ บริเวณเส้นศูนย์สูตรของโลก วาดไปบรรจบกับทรงกลมท้องฟ้านั่นเอง

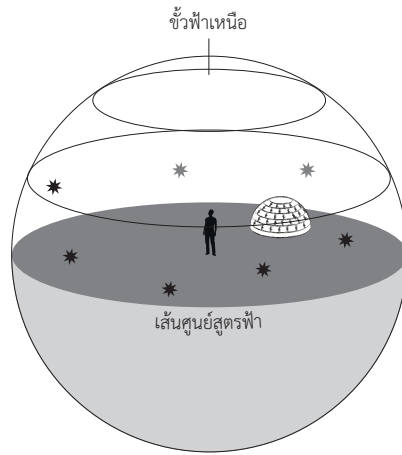
หากเราสังเกตการเคลื่อนที่ของทรงกลมท้องฟ้า เราก็จะพบว่าทรงกลมท้องฟ้ามีการหมุนรอบขั้วฟ้าเหนือและใต้ นั่นคือทุกตำแหน่งบนทรงกลมท้องฟ้ามีการเคลื่อนที่เป็นวงกลมไปรอบขั้วฟ้าเหนือและขั้วฟ้าใต้ และมีเพียงสองจุดที่ไม่มีการหมุนเลย ก็คือบริเวณขั้วฟ้าเหนือและใต้นั่นเอง นอกไปจากนี้เราจะพบว่า หากเราลากเส้นจากจุดใดๆ บนทรงกลมท้องฟ้าไปยังขั้วฟ้าเหนือหรือใต้ การหมุนของทรงกลมท้องฟ้าจะหมุนไปในลักษณะที่ทำให้จุดนั้นๆเคลื่อนที่ไปในทิศทางตั้งฉากกับทิศของขั้วฟ้า

1.2 ทรงกลมท้องฟ้าและเส้นขอบฟ้า

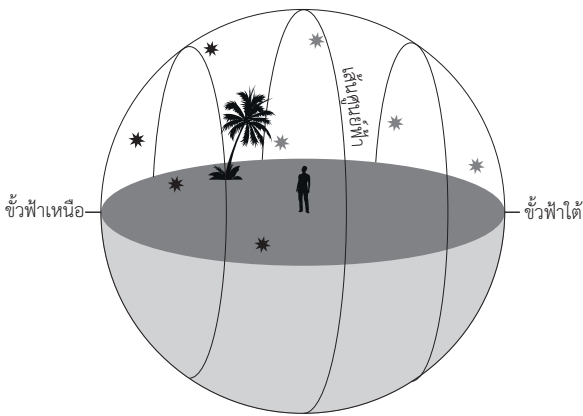
ในความเป็นจริงเราไม่สามารถสังเกตทรงกลมท้องฟ้าได้ทั้งหมดไปพร้อมๆ กัน แต่เรากลับพบว่า ณ เวลาใดเวลาหนึ่ง ครึ่งหนึ่งของทรงกลมท้องฟ้าจะถูกบดบังไปด้วยพื้นดินที่เรายืนอยู่ (รูปที่ 1.2) เราสามารถมองพื้นดินนี้แผ่ออกเป็นวงกลมไปรอบๆ ตัวผู้สังเกต บดบังครึ่งหนึ่งของทรงกลมท้องฟ้าที่อยู่ภายใต้เท้าของเรา เราเรียกเส้นขอบของพื้นดินนี้ว่า เส้นขอบฟ้า ท้องฟ้าที่ผู้สังเกตจะสามารถเห็นได้ในเวลาหนึ่งๆ อาจจะแบ่งออกได้เป็น เส้นขอบฟ้า ขอบฟ้าทางทิศเหนือ ใต้ ตะวันออก และตะวันตก จุดเหนือศีรษะของผู้สังเกตเรียกว่า จุดยอดฟ้า (zenith) และเราเรียกเส้นที่ลากจากขั้วฟ้าทางทิศเหนือ ผ่าน zenith ไปลงยังขอบฟ้าทางทิศใต้ว่า เมอริเดียน (meridian) เส้นเมอริเดียนจะลากแบ่งระหว่างซีกฟ้าทางตะวันออกและตะวันตก¹

ทรงกลมท้องฟ้าที่ผู้สังเกตใดๆ บนโลกสังเกตเห็นก็คือทรงกลมท้องฟ้าเดียวกัน แต่ว่าบริเวณที่โผล่พ้นขอบฟ้าขึ้นมาในเวลาหนึ่งๆ อาจจะไม่เท่ากัน คำถามถัดไปก็คือ เราจะทราบได้อย่างไรว่า ณ เวลาหนึ่งๆ เส้นขอบฟ้าบดบังส่วนใดของทรงกลมท้องฟ้า? คำถามนี้อาจจะไม่สามารถตอบได้ง่ายในภายแรก แต่สามารถทำความเข้าใจได้ง่ายขึ้นหากเราทำความเข้าใจกับเรขาคณิตเบื้องต้นเกี่ยวกับโลกของเราและทรงกลมท้องฟ้า โดยสิ่งแรกที่เรควรระวังก็คือ ขั้วฟ้าเหนือและใต้

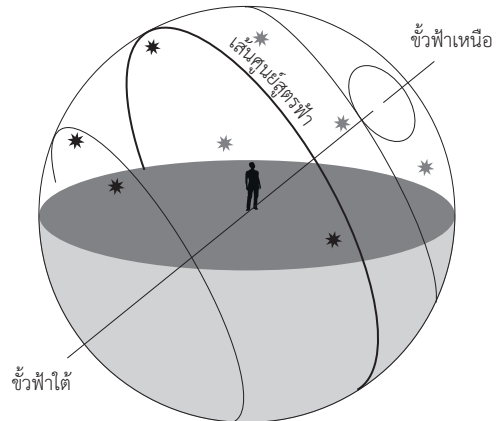
¹ ด้วยเหตุนี้ เราจึงเรียกเวลาก่อนเที่ยงวันว่า a.m. (ante meridian - ก่อนเมอริเดียน) และหลังเที่ยงวันว่า p.m. (post meridian - หลังเมอริเดียน) เพื่อบ่งบอกว่าดวงอาทิตย์อยู่ในซีกฟ้าฝั่งใด



รูปที่ 1.3: ผู้สังเกตที่อยู่บนขั้วโลกเหนือ



รูปที่ 1.4: ผู้สังเกตที่อยู่บริเวณเส้นศูนย์สูตร



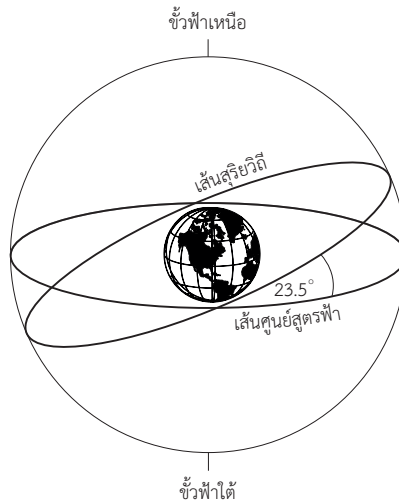
รูปที่ 1.5: ผู้สังเกตจากบริเวณละติจูดอื่นๆ บนซีกโลกเหนือ

1.2.1 ผู้สังเกตจากขั้วโลกเหนือและใต้

ผู้สังเกตที่อยู่ ณ ขั้วโลกเหนือ จะพบขั้วฟ้าเหนือในบริเวณใด? ผู้สังเกตนี้จะสามารถมองเห็นขั้วฟ้าใต้ได้หรือไม่? หากพิจารณาจากรูปที่ 1.3 เราจะพบว่าผู้สังเกตที่อยู่ขั้วโลกเหนือจะสามารถสังเกตเห็นขั้วฟ้าเหนือได้บริเวณเหนือหัวผู้สังเกตพอดี ในขณะที่ขั้วฟ้าใต้จะอยู่ใต้เท้าของผู้สังเกต ซึ่งหมายความว่าขั้วฟ้าใต้จะถูกบดบังอยู่ภายใต้ผืนดิน ผู้สังเกตในบริเวณขั้วโลกใต้จะพบปรากฏการณ์ในทางกลับกัน นั่นคือจะพบขั้วฟ้าใต้อยู่เหนือหัว แต่ไม่สามารถสังเกตเห็นขั้วฟ้าเหนือได้ เนื่องจากขั้วฟ้ามีทิศทางตั้งฉากกับเส้นขอบฟ้า เราพบว่าทรงกลมท้องฟ้าจะมีการหมุนที่ขนานไปกับเส้นขอบฟ้าและไม่มีดาวดวงใดที่ขึ้นหรือตกจากขอบฟ้าเลย สำหรับผู้สังเกตจากทั้งสองขั้วโลกนี้นั้น จะไม่สามารถนิยามทิศเหนือ ใต้ ตะวันออก หรือตะวันตกได้

1.2.2 ผู้สังเกตจากเส้นศูนย์สูตร

สำหรับผู้สังเกตที่อยู่บริเวณเส้นศูนย์สูตรนั้น เราจะพบว่าขั้วฟ้าเหนือและใต้จะอยู่บริเวณเส้นขอบฟ้าพอดี (รูปที่ 1.4) โดยเส้นศูนย์สูตรฟ้าจะพาดผ่านทิศตะวันออกและตะวันตกลากขึ้นไปถึงเหนือหัวผู้สังเกต และจะพบว่าทุกจุดบนทรงกลมท้องฟ้าจะขึ้นและตกเป็นมุม



รูปที่ 1.6: เส้นทางแสดงตำแหน่งของดวงอาทิตย์บนทรงกลมท้องฟ้า เรียกว่า เส้นสุริยวิถี (Ecliptic)

ตั้งฉากกับเส้นขอบฟ้าพอดี เราจะพบว่า ณ เวลาหนึ่งๆ บริเวณครึ่งหนึ่งของทรงกลมท้องฟ้าจะอยู่ภายใต้เส้นขอบฟ้า แต่ภายในเวลาหนึ่งวัน ทุกจุดบนทรงกลมท้องฟ้าจะไหลผ่านขอบฟ้า

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 และจะพบว่ามิดาวบางดวงที่ไม่มีวันลับขอบฟ้า และดาวบางดวงที่ไม่สามารถไหลขึ้นมาพ้นขอบฟ้าได้ ในลักษณะเดียวกัน ผู้สังเกตจากละติจูดอื่นๆ ก็จะมีขั้วฟ้า และทรงกลมท้องฟ้าเอียงลดหลั่นกันไปตามละติจูดของผู้สังเกต

1.3 ดวงอาทิตย์บนทรงกลมท้องฟ้า

ในความเป็นจริงแล้ว จากจุดสังเกตหนึ่งเราสามารถมองเห็นกลุ่มดาวเดียวกันพ้นจากขอบฟ้าได้ตลอดทั้งปี แต่สาเหตุที่เราสามารถมองเห็นกลุ่มดาวนายพรานได้เพียงในฤดูหนาวเนื่องมาจากว่า ในหน้าร้อนนั้น มีอีกสิ่งๆ หนึ่งนอกจากเส้นขอบฟ้าที่มาบดบังกลุ่มดาวนายพรานอยู่ สิ่งนั้นก็คือนั้นเอง

ในวันหนึ่งๆ เราสามารถมองดวงอาทิตย์เป็นเพียงวัตถุหนึ่งๆ ซึ่งอยู่บนทรงกลมท้องฟ้า นั่นคือการขึ้นและตกของดวงอาทิตย์เป็นไปตามการเคลื่อนไหวของทรงกลมท้องฟ้า สิ่งหนึ่งที่แตกต่างก็คือ เมื่อใดก็ตามที่บริเวณของทรงกลมท้องฟ้าที่มีดวงอาทิตย์อยู่ไหลขึ้นมาพ้นขอบฟ้า ณ เวลานั้นจะเป็นเวลากลางวัน และเราจะไม่สามารถสังเกตเห็นดาวดวงอื่นๆ ที่อยู่พ้นขอบฟ้าขึ้นมาได้เนื่องจากแสงสว่างของดวงอาทิตย์ที่มาบดบัง

แต่หากเราสังเกตดวงอาทิตย์เป็นระยะเวลาที่ยาวขึ้น เราจะพบว่า การที่โลกโคจรรอบดวงอาทิตย์นั้นมีผลทำให้ตำแหน่งของ

ดวงอาทิตย์บนทรงกลมท้องฟ้าเปลี่ยนตำแหน่งไปประมาณหนึ่งองศาในแต่ละวัน เราเรียกเส้นทางการเคลื่อนที่ของดวงอาทิตย์ไปบนทรงกลมท้องฟ้าว่า “สุริยวิถี” (Ecliptic) (รูปที่ 1.6) เนื่องจากโลกโคจรเป็นวงกลมในระนาบรอบๆดวงอาทิตย์ เราจึงสังเกตเห็นสุริยวิถีเป็นวงกลมวงหนึ่งบนทรงกลมท้องฟ้า 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) ซึ่งก็คือวันตามปรกติที่เราใช้กันตามปฏิทิน 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 โดยนาฬิกาดาราคตินี้จะบอกถึงตำแหน่งทรงกลมท้องฟ้าที่อยู่เหนือศีรษะของผู้สังเกต ในทุกๆ วันนาฬิกาดาราคติจะมีการเอียงกับนาฬิกาสุริยคติไปวันละ 4 นาที

บทที่ 2

ระบบพิกัดท้องฟ้า (Celestial Coordinate System)

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

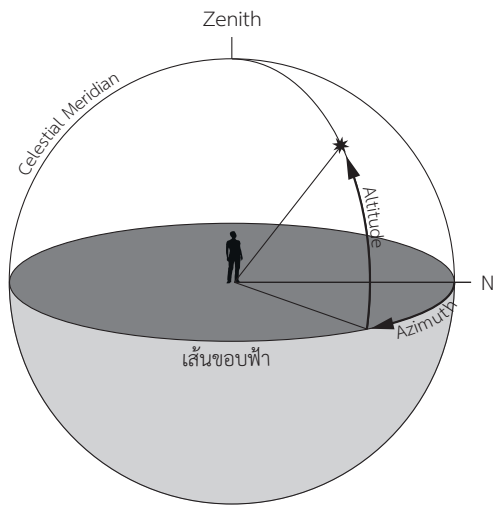
2.1 ระบบพิกัดขอบฟ้า (Horizontal Coordinate System)

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

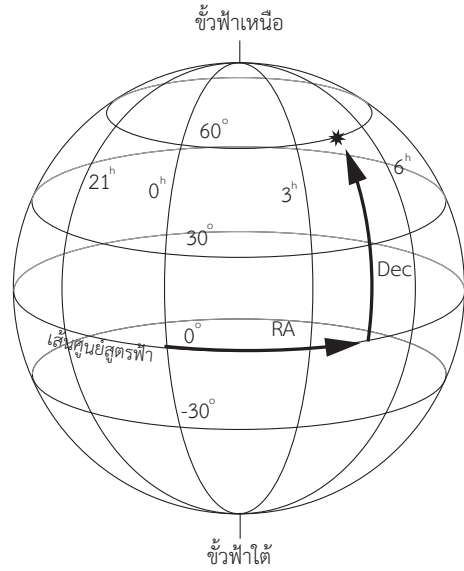
ปัญหาอย่างหนึ่งของระบบนี้คือ ตำแหน่งของวัตถุบนท้องฟ้าในระบบนี้จะเปลี่ยนพิกัดไปเรื่อยๆ ตามเวลาและตำแหน่งที่สังเกต เนื่องจากทรงกลมท้องฟ้ามีการเคลื่อนที่เมื่อเทียบกับผู้สังเกต ดังนั้นผู้สังเกต ณ คนละตำแหน่งจะมีการสังเกตวัตถุบนท้องฟ้าเดียวกันคนละตำแหน่ง เช่น ดวงอาทิตย์อาจจะกำลังตกบนขอบฟ้าทางทิศตะวันตกของกรุงเทพฯ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

2.2 ระบบพิกัดศูนย์สูตร (Equatorial Coordinate System)

เป็นระบบพิกัดที่ใช้โลกเป็นศูนย์กลาง โดยใช้เส้นศูนย์สูตรฟ้าเป็นตัวอ้างอิง (รูปที่ 2.2) ในระบบพิกัดนี้พิกัดของวัตถุจะไม่ขึ้นอยู่กับตำแหน่งของผู้สังเกต และผู้สังเกต ณ ตำแหน่งใดๆ บนโลกจะมีพิกัดของวัตถุใดๆ บนท้องฟ้าอยู่ในระบบพิกัดเดียวกันเสมอ จึงมักจะ เป็นพิกัดที่ใช้กันมากที่สุดในดาราศาสตร์ เหมาะแก่การระบุถึงตำแหน่งดาว หรือวัตถุท้องฟ้าที่สามารถสังเกตได้



รูปที่ 2.1: ระบบพิกัดขอบฟ้า (Horizontal Coordinate System)



รูปที่ 2.2: ระบบพิกัดศูนย์สูตร (Equatorial Coordinate System)

ระบบพิกัดบนทรงกลมท้องฟ้าแบ่งพิกัดออกเป็น Declination และ Right Ascension

Declination (Dec หรือ δ) จะมีลักษณะคล้ายๆ กับละติจูดบนโลก คือมุมที่ห่างออกจากเส้นศูนย์สูตรฟ้า วัดมุมเป็นหน่วย องศา และเรานิยามให้มุมขึ้นมายังขั้วฟ้าเหนือมีค่า Dec เป็นบวก ขั้วฟ้าใต้จะมีค่า 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 จะตัดผ่านที่ขั้วฟ้าเหนือและได้ อย่างไรก็ตามบริเวณรอบๆขั้วฟ้า เช่น $\delta = +89.999^\circ$ จะกลับมามีค่า RA ที่สามารถนิยามได้อีกครั้ง

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

2.2.1 หน่วยย่อยในระบบพิกัดศูนย์สูตร

เราสามารถแบ่งหน่วยย่อยของมุมในระบบ Equatorial Coordinate System ได้สองวิธี

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

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

2.2.2 การหาระยะห่างเชิงมุมในพิกัดศูนย์สูตร

จะเห็นได้ว่า RA จะมีการวัดมุมที่ต่างออกจากมุมในพิกัด Dec ดังนั้นก่อนที่เราจะหาระยะห่างเชิงมุมระหว่างจุดสองจุดใดๆ ก็ตามบนทรงกลมท้องฟ้า เราจะต้องมีการเปลี่ยนแปลงหน่วยระยะเชิงมุมในพิกัด RA ให้อยู่ในหน่วยองศาเดียวกันเสียก่อน โดยมีอัตราเปลี่ยนดังนี้

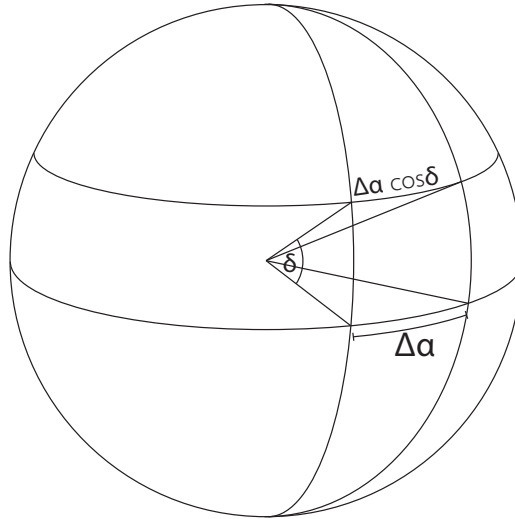
$$\begin{aligned} 24 h &= 360^\circ \\ 1 h &= 15^\circ \\ 1 m &= 15 \text{ arcmin} \\ 1 s &= 15 \text{ arcsec} \end{aligned}$$

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 = $+54^\circ 55' 31''$ ส่วนดาว Alcor มีพิกัดท้องฟ้าที่ Right ascension = 13h 25m 13.5s Declination = $+54^\circ 59' 17''$ ถ้ามวดาวสองดวงนี้มีระยะห่างเชิงมุม (angular separation) เป็นค่าเท่าใด?

ในการหาระยะห่างในพิกัดคาร์ทีเซียน (Cartesian Coordinate System) เราสามารถหาระยะห่างระหว่างพิกัดสองพิกัดได้โดยเริ่มจากการหาผลต่างในแต่ละพิกัด: Δx และ Δy และหาระยะห่างได้โดยกฎของพีทาโกรัส $\Delta s = \sqrt{\Delta x^2 + \Delta y^2}$ ในลักษณะคล้ายกัน เราสามารถหาระยะห่างเชิงมุมในพิกัดท้องฟ้าได้โดยเริ่มจากการหาผลต่างของพิกัด RA และ Dec: $\Delta \delta$ และ $\Delta \alpha$



รูปที่ 2.3: ระยะทางเชิงมุมในพิกัด RA

$$\begin{aligned}
 \Delta\delta &= \delta_{Mizar} - \delta_{Alcor} \\
 &= +54^{\circ} 55' 31'' - +54^{\circ} 59' 17'' \\
 &= -3' 46'' \\
 \Delta\alpha &= (\alpha_{Mizar} - \alpha_{Alcor}) \\
 &= 13h 23m 55.5s - 13h 25m 13.5s \\
 &= -1m18.0s
 \end{aligned}$$

จะเห็นว่าหน่วยของ $\Delta\delta$ และ $\Delta\alpha$ จะยังไม่อยู่ในหน่วยเดียวกัน ดังนั้นเราจึงไม่สามารถนำมาคำนวณได้ และนอกจากนี้ ผลต่างของพิกัด RA ไม่ได้สะท้อนถึงระยะห่างเชิงมุมโดยตรง เนื่องจากระยะห่างเชิงมุมของพิกัด RA จะขึ้นอยู่กับระยะทางจากเส้นศูนย์สูตร อันดับแรกเราจึงต้องเปลี่ยน $\Delta\alpha$ เป็นระยะทางเชิงมุมที่แท้จริงในหน่วยองศาเสียก่อน โดยการคูณเข้ากับ $15 \cos(\delta)$

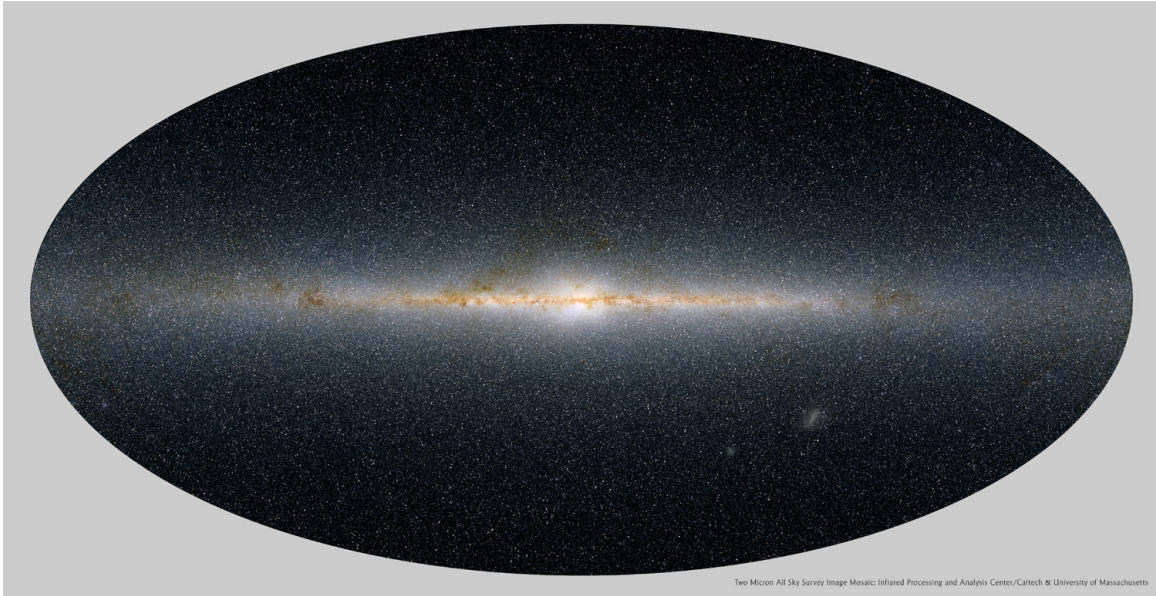
$$\Delta\alpha \times 15 \cos(\delta) = -78.0s \times 15 \cos(55^{\circ}) = -671 \text{ arcsec} = -11' 11''$$

จากนั้น เราจึงสามารถคำนวณหาระยะห่างเชิงมุมได้ ดังนี้

$$\theta = \sqrt{\Delta\delta^2 + (\Delta\alpha \times 15 \cos(\delta))^2} = \sqrt{226^2 + 671^2} = 708'' = 11' 48''$$

2.3 ระบบพิกัดสุริยวิถี (Ecliptic Coordinate System)

เป็นระบบพิกัดที่ยึดระนาบสุริยวิถี (ecliptic) เป็นแนวอ้างอิง (แทนที่จะใช้เส้นศูนย์สูตรฟ้าเช่นในกรณีของพิกัดศูนย์สูตร) โดยมีการแบ่งพิกัดเป็น (ละติจูด, ลองจิจูด, และระยะทางจากศูนย์กลาง) เช่นเดียวกับระบบพิกัดบนทรงกลมทั่วไป ในการใช้ระบบพิกัดสุริยวิถี มีการใช้ศูนย์กลางอยู่สองแบบ คือโลกเป็นศูนย์กลาง (geocentric) (λ, β, Δ) และดวงอาทิตย์เป็นศูนย์กลาง (heliocentric) (l, b, r) และมักจะใช้ทิศทางหลักชี้ไปยังจุด vernal equinox นอกจากนี้ในบางกรณี ระบบนี้ยังสามารถเขียนอยู่ในรูปของพิกัด



รูปที่ 2.4: ภาพท้องฟ้าแสดงดาวในทางช้างเผือกตามระบบพิกัดกาแล็กซี

สี่เหลี่ยม (x, y, z) ได้อีกด้วย

ระบบพิกัดนี้เหมาะแก่การใช้ติดตามวัตถุ และการโคจรในระบบสุริยะ เนื่องจากวัตถุในระบบสุริยะส่วนมากจะมีความเอียงของวงโคจร (inclination) ที่ค่อนข้างน้อย และมักจะอยู่ในระนาบสุริยวิถี อย่างไรก็ตาม ระบบนี้ไม่ค่อยได้รับความนิยมมากเท่ากับระบบพิกัดศูนย์สูตรสำหรับการสังเกต 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) ระบบนี้ใช้สัญลักษณ์ SGB และ SBL แทนละติจูดและลองจิจูด ตามลำดับ เพื่อให้สอดคล้องกับ l และ b ที่ใช้ในพิกัดกาแล็กซี

ระบบนี้เหมาะแก่การศึกษากาแล็กซีที่นอกเหนือออกไปจากกาแล็กซีทางช้างเผือก จุดอ้างอิงในระบบนี้ใช้ยึดจากจุดที่ระนาบกลุ่มกาแล็กซีตัดกับระนาบของกาแล็กซีทางช้างเผือก

บทที่ 3

การเคลื่อนที่ของท้องฟ้า (Celestial Motion)

จากบทที่ 2 เราทราบกันแล้วว่า วิธีการอธิบายถึงตำแหน่งของวัตถุบนท้องฟ้า มีมากกว่าหนึ่งวิธี สิ่งหนึ่งที่มีประโยชน์ก็คือการเทียบตำแหน่งของวัตถุเดียวกันระหว่างพิกัดสองแบบ โดยเฉพาะอย่างยิ่ง สามารถอ้างอิงของวัตถุจากพิกัดศูนย์สูตร ซึ่งมีพิกัดที่ไม่เปลี่ยนแปลง ไปสู่พิกัดขอบฟ้า ซึ่งทำให้ผู้สังเกตสามารถทำความเข้าใจได้ง่ายกว่า

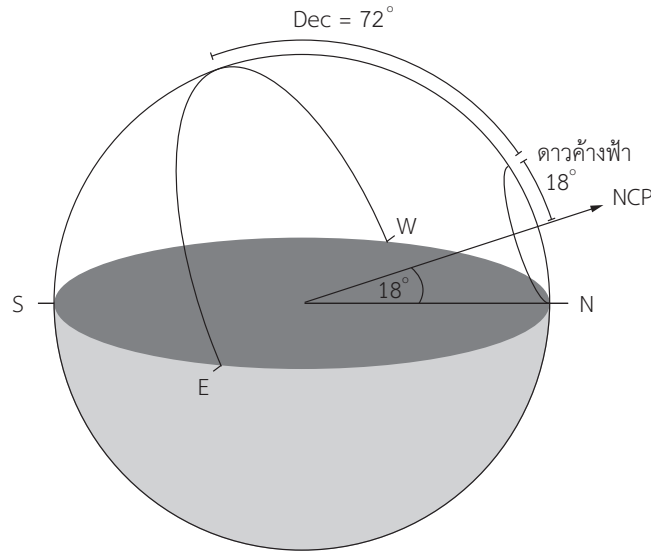
จากบทที่ 1 เราได้ทราบเช่นกันว่าตำแหน่งของทรงกลมท้องฟ้า เปลี่ยนแปลงไปตามตำแหน่งของผู้สังเกต และเวลาที่สังเกต แล้วเราจะทราบได้อย่างไรว่า ณ ตำแหน่งผู้สังเกตหนึ่ง ตำแหน่งของทรงกลมท้องฟ้าในพิกัดศูนย์สูตร มีการวางตัวอย่างไรในพิกัดขอบฟ้า จากผู้สังเกต ณ ตำแหน่งและเวลาหนึ่ง

3.1 ละติจูดของผู้สังเกต

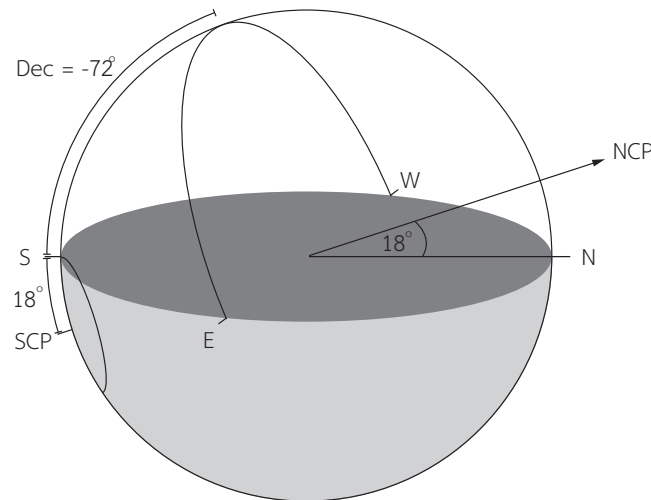
ตำแหน่งของทรงกลมท้องฟ้าจะเปลี่ยนไปตามละติจูดของผู้สังเกตอยู่ โดยตำแหน่งของขั้วฟ้าเหนือ (ขั้วฟ้าใต้สำหรับผู้สังเกตในซีกโลกใต้) จะอยู่สูงจากขอบฟ้าทางทิศเหนือ/ใต้ เท่ากับละติจูดของผู้สังเกต และเส้นศูนย์สูตรฟ้าจะเป็นวงกลมขึ้นจากขอบฟ้าทางทิศตะวันออก ทำมุมกับเส้นตั้งฉากขอบฟ้าเท่ากับละติจูด และกลับมาบรรจบลงที่ขอบฟ้าทางทิศตะวันตก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

3.1.1 ดาวค้างฟ้า (Circumpolar Stars)

ณ ตำแหน่งผู้สังเกตหนึ่ง จะมีดาวอยู่กลุ่มหนึ่งซึ่งไม่มีวันตกกลับขอบฟ้าเลย เราเรียกดาวพวกนี้ว่า ดาวค้างฟ้า (circumpolar stars) ทุกตำแหน่งสังเกตบนโลกจะมีดาวค้างฟ้า ยกเว้นบริเวณเส้นศูนย์สูตรของโลก ผู้สังเกตจากบริเวณขั้วโลกเหนือจะพบว่าดาวทุกดวงบนท้องฟ้าเป็นดาวค้างฟ้า (และเวลาหน้าร้อนหกเดือนของทุกๆ ปี ดวงอาทิตย์ก็จะเป็นดาวค้างฟ้า หรือไม่มีวันลับขอบฟ้าเช่นกัน) สำหรับผู้สังเกตจากจังหวัดเชียงใหม่ที่ละติจูด 18°N จะพบว่าขั้วฟ้าเหนืออยู่สูงจากขอบฟ้า 18° และดาวทุกดวงที่อยู่ระหว่างขั้วฟ้าเหนือกับขอบฟ้าทางทิศเหนือจะเป็นดาวค้างฟ้า นั่นก็คือดาวที่มีค่า Dec มากกว่า $90^\circ - 18^\circ = +72^\circ$ จะเป็นดาวค้างฟ้าสำหรับผู้สังเกตจากเชียงใหม่ (รูปที่ 3.1)



รูปที่ 3.1: ตำแหน่งของดาวค้างฟ้าบนท้องฟ้าของผู้สังเกตอยู่ที่ตำแหน่งละติจูด 18°N



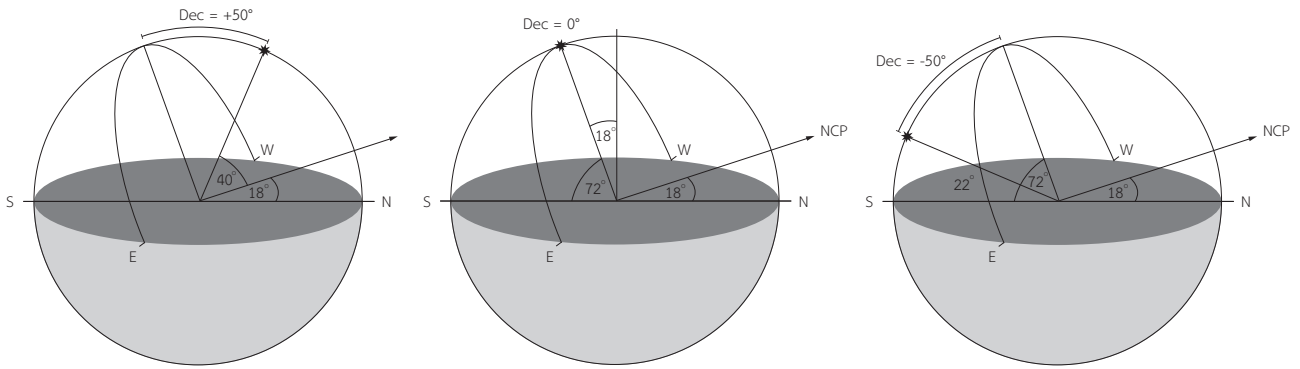
รูปที่ 3.2: ตำแหน่งของดาวบนทรงกลมท้องฟ้าที่ไม่สามารถสังเกตเห็นได้จากละติจูด 18° N

3.1.2 ดาวที่ไม่สามารถสังเกตเห็นได้

ในทิศตรงกันข้ามกับดาวค้างฟ้า จะมีดาวอีกกลุ่มหนึ่งซึ่งไม่มีวันโผล่ขึ้นมาพ้นขอบฟ้า (ยกเว้นกรณีกับผู้สังเกตอยู่บนเส้นศูนย์สูตรโลกพอดี) สำหรับผู้สังเกตจากจังหวัดเชียงใหม่ที่ละติจูด 18°N ดาวที่มี Dec ติดลบมากที่สุดที่เราสามารถสังเกตเห็นได้คือดาวที่อยู่บริเวณขอบฟ้าทางทิศใต้พอดี เนื่องจากสำหรับผู้สังเกตจากจังหวัดเชียงใหม่ เส้นศูนย์สูตรฟ้าจะอยู่สูงจากขอบฟ้าทางทิศใต้ $90^\circ - 18^\circ = 72^\circ$ เราจะพบว่าจากจังหวัดเชียงใหม่เราจะไม่สามารถสังเกตเห็นดาวที่มีค่า Dec ต่ำกว่า -72° ได้ (รูปที่ 3.2)

3.1.3 altitude ของดาว ณ meridian

สำหรับดาวที่สามารถขึ้นและตกได้ เราพบว่าดาวจะมีทิศในการขึ้นจากซีกตะวันออก ขึ้นขนานกับเส้นศูนย์สูตรฟ้า ไปตามเส้นของ Declination ผ่าน meridian ก่อนที่จะข้ามไปยังซีกฟ้าทางทิศตะวันตก และตกลงขอบฟ้า เราสามารถหา altitude ของดาว ณ



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

วันที่ (โดยประมาณ)	event	Dec_{\odot}	RA_{\odot}
21 มีนาคม	Northward Equinox	0°	0h
21 มิถุนายน	Northern Solstice	+23.5°	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

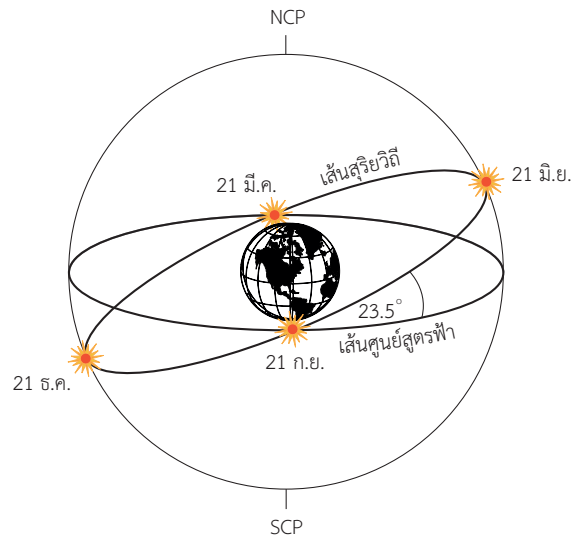
บริเวณ meridian ได้ โดยการพิจารณาถึงมุมที่เส้น Dec นั้นๆ ทำกับขอบฟ้า ณ บริเวณ meridian

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)

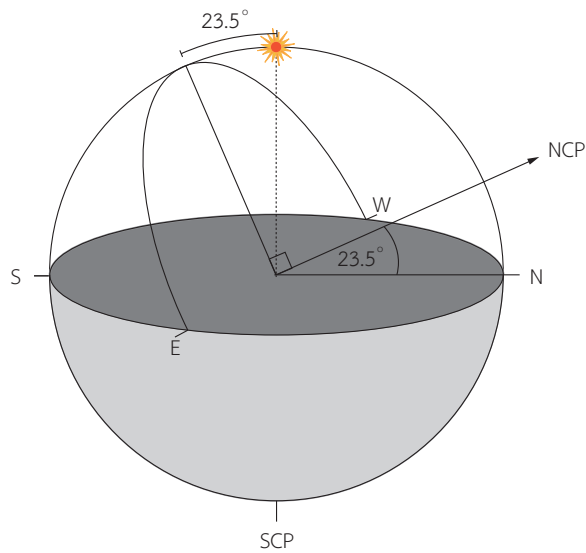
จากหลักการนี้เราสามารถหา altitude ของดวงอาทิตย์ตอนเที่ยงวันได้เช่นกัน เพียงเราพิจารณา Dec ของดวงอาทิตย์ ณ วันที่สังเกต ในวันหนึ่งๆ ดวงอาทิตย์ก็เปรียบเสมือนกับวัตถุหนึ่งๆบนทรงกลมท้องฟ้า ที่มีค่าพิกัด Dec และ RA บนทรงกลมท้องฟ้า แต่ตลอดทั้งปีแล้ว พิกัดของดวงอาทิตย์บนทรงกลมท้องฟ้าสามารถเปลี่ยนไปได้ทั้งปี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

3.1.4 ตำแหน่งของดวงอาทิตย์บนพิกัดท้องฟ้า

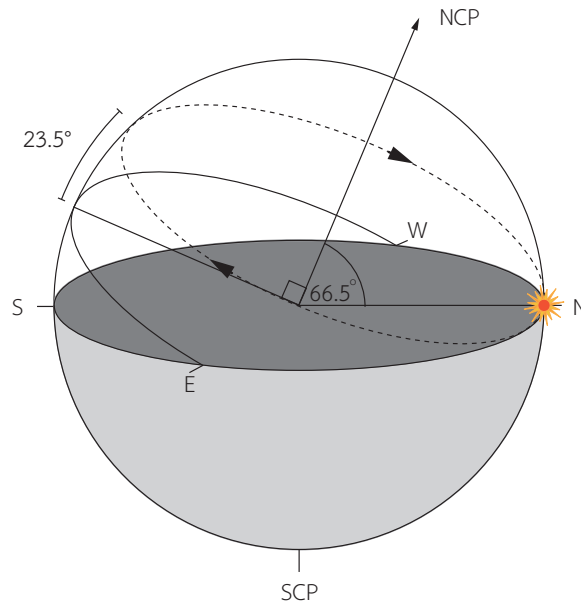
ตาราง 3.1 และรูปที่ 3.4 แสดงถึงพิกัดในแกน Dec และ RA ของดวงอาทิตย์ที่เปลี่ยนไปในหนึ่งปี ถึงแม้ว่า Dec ของดวงอาทิตย์จะเท่ากันสำหรับผู้สังเกตคนละตำแหน่ง จะเท่ากัน ณ เวลาเดียวกัน แต่ว่าฤดูกาลในแต่ละซีกโลกจะอยู่ตรงกันข้ามกัน สำหรับซีกโลกเหนือ นั้น เราจะเรียก Northward Equinox, Northern Solstice, Southward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



รูปที่ 3.4: ตำแหน่งของดวงอาทิตย์บนทรงกลมท้องฟ้าในรอบปี



รูปที่ 3.5: ตำแหน่งดวงอาทิตย์เที่ยงวัน ในวันที่เกิด summer solstice สำหรับผู้สังเกตที่อยู่บน Tropic of Cancer



รูปที่ 3.6: ตำแหน่งดวงอาทิตย์เที่ยงคืนวันที่เกิด summer solstice สำหรับผู้สังเกตที่อยู่บน Arctic Circle

จาก Dec ของดวงอาทิตย์ และ altitude ของเส้น Dec จากขอบฟ้า ทำให้เราสามารถคำนวณหาเส้น latitude ที่จะสามารถสังเกตเห็นดวงอาทิตย์อยู่เหนือศีรษะได้ ผู้สังเกตที่อยู่ตอนเหนือที่สุดจะสามารถสังเกตเห็นดวงอาทิตย์บนเหนือศีรษะได้ จะสามารถสังเกตเห็นเฉพาะวัน summer solstice และผู้สังเกตนี้จะต้องเห็นเส้นศูนย์สูตรฟ้าอยู่ห่างจาก zenith อยู่ 23.5° ซึ่งก็คือละติจูดที่เหนือที่สุดที่สามารถเห็นดวงอาทิตย์อยู่บนหัวได้ก็คือ ละติจูด 23.5°N หรือรู้จักกันในนาม Tropic of Cancer (รูปที่ 3.5) สำหรับละติจูด 23.5°S เรียกว่า Tropic of Capricorn

ผู้สังเกตในทางตอนเหนือหรือใต้มากๆ อาจจะสามารถสังเกตเห็นได้อีกปรากฏการณ์หนึ่ง นั่นก็คือปรากฏการณ์ดวงอาทิตย์เที่ยงคืน ในบริเวณนี้จะมีอย่างน้อยหนึ่งวันที่ดวงอาทิตย์ไม่เคยลับขอบฟ้า ผู้สังเกตที่อยู่ห่างจากขั้วโลกเหนือมากที่สุดที่สามารถสังเกตเห็นปรากฏการณ์นี้ได้ จะสามารถสังเกตเห็นดวงอาทิตย์เที่ยงคืนได้เพียงหนึ่งวัน คือในวัน 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° ละติจูดที่จะสามารถเห็นกลุ่มดาวกางเขนใต้เป็นดาวค้างฟ้าได้คือละติจูดที่เห็นขั้วฟ้าได้อยู่สูงจากขอบฟ้าอย่างน้อย $90^\circ - 60^\circ = 30^\circ$ เป็นต้นไป นั่นคือละติจูดที่อยู่ทางใต้ของ 30°S และในซีกโลกเหนือ ละติจูดสุดท้ายที่สามารถเห็นกลุ่มดาวกางเขนใต้คือละติจูดที่เส้นศูนย์สูตรฟ้าอยู่สูงจากขอบฟ้าทางทิศใต้ไม่เกิน 60° นั่นคือละติจูดสุดท้ายที่เห็นกลุ่มดาวกางเขนใต้จะอยู่ที่ละติจูด 30°N

3.2 เวลาดาราคติท้องถิ่น Local Sidereal Time (LST)

เนื่องจากเส้น meridian เป็นเส้นที่ลากจากขอบฟ้าทางทิศเหนือ ผ่าน zenith และบรรจบลงยังขอบฟ้าทางทิศใต้ เราจะได้ว่าพิกัดบนท้องฟ้าบนเส้น meridian จากขั้วฟ้า ลากผ่าน zenith ไปบรรจบลงยังขอบฟ้าทางทิศตรงข้ามจะอยู่ในพิกัด RA เดียวกันเสมอ เรา

เรียกพิกัด RA บนเส้น meridian นี้ว่าเป็นเวลาดาราคติท้องถิ่น (Local Sidereal Time - LST) เนื่องจากพิกัดบน RA แบ่งออกเป็น 24h และคาบการหมุนของโลกหนึ่งรอบใช้เวลา 23ชม. 56 นาที ค่า LST จะมีการเปลี่ยนแปลงไป 1.003s ทุกๆ 1 วินาที หรือทุกๆ วันดาราคติจะเร็วกว่าหนึ่งวัน (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 ได้สูง 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 ปัจจุบันนั่นเอง

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 สัปดาห์ละ 30m วันละ 4m
3. เมื่อได้ RA_{\odot} ของดวงอาทิตย์แล้ว ให้เลื่อนไปยังเวลาที่เรารับตำแหน่งที่แน่นอนของดวงอาทิตย์บนท้องฟ้า 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 ตอนเที่ยงวันโดยการ บวก/ลบ ด้วยส่วนต่างของเวลาจากเที่ยงวัน นั่นคือ $LST_{now} = LST_{noon} + \Delta t$

¹ในความเป็นจริงแล้ว นี่เป็นเพียงค่าประมาณ เนื่องจากการบังคับใช้ time zone ไม่จำเป็นต้องสอดคล้องกับเส้นลองจิจูดเสมอไป และนอกจากนี้ อัตราการโคจรของโลกรอบดวงอาทิตย์ ไม่ได้เท่ากันตลอดทั้งปี

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

1. ในกรณีนี้ เราเลือกใช้วันอ้างอิงเป็นวันที่ 21 มิถุนายน $RA_{\odot}(21 \text{ Jun}) = 6\text{h}$
2. วันที่ 13 สิงหาคม อยู่หลังจากวันที่ 21 มิถุนายนอยู่ประมาณ หนึ่งเดือน กับอีกสามอาทิตย์ นั่นคือ $RA_{\odot}(14 \text{ Aug})$ มีค่าน้อยกว่า $RA_{\odot}(21 \text{ Jun})$ อยู่ 3h30m เราจะได้ $RA_{\odot}(14 \text{ Aug}) = RA_{\odot}(21 \text{ Jun}) + 3\text{h}30\text{m} = 9\text{h}30\text{m}$
3. เมื่อเราทราบ RA_{\odot} ทำให้เราทราบ LST ณ เวลาเที่ยงวัน $LST_{noon} = 9\text{h}30\text{m}$
4. เนื่องจากเวลา 21:00 น. อยู่หลังจากเวลาเที่ยงวันไป 9 ชม. เราจะได้ว่า $LST_{now} = LST_{noon} + 9\text{h} = 18\text{h}30\text{m}$

ซึ่งหากเราออกไปสังเกตท้องฟ้าในตอนกลางคืน เวลาสามทุ่มของวันที่ 14 สิงหาคม เราจะพบว่าดาว Vega ($Dec = +39^\circ$ $RA = 18\text{h}36\text{m}$) 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 $RA = 7\text{h}28\text{m}$ เราจะได้ $LHA = 0\text{h}0\text{m}$ นั่นคือ ดาวที่เราต้องการสังเกตอยู่บน meridian พอดี

เวลาผ่านไปสามชม. LST ปัจจุบันเปลี่ยนไปเป็น 10h28m ดาวเดิมที่เราต้องการสังเกตมีค่า $RA = 7\text{h}28\text{m}$ เราจะได้ $LHA = 3\text{h}0\text{m}$ นั่นคือ ดาวที่เราต้องการสังเกตได้ผ่าน meridian ไปแล้วสามชม.

ในทางกลับกัน หากเราต้องการสังเกตดาวอีกดวง ที่มีค่า $RA = 13\text{h}17\text{m}$ ขณะที่ $LST = 10\text{h}28\text{m}$ เราจะได้ $LHA = 10\text{h}28\text{m} - 13\text{h}17\text{m} = -2\text{h}39\text{m}$ 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 การวัดเวลาที่ดวงจันทร์ข้ามผ่านเงาของโลก ระหว่างการเกิดปรากฏการณ์จันทรุปราคาเทียบกับเวลาในการเกิดปรากฏการณ์สุริยุปราคาทำให้สามารถวัดระยะห่างถึงดวงจันทร์ได้ จากการวัดมุมระหว่างดวงจันทร์ขึ้นเจ็ดค่ำกับดวงอาทิตย์ ทำให้สามารถคำนวณระยะห่างระหว่างโลกกับดวงอาทิตย์ได้ จะเห็นได้ว่า ชาวกรีกโบราณสามารถเข้าใจในธรรมชาติต่างๆ มากมายของวัตถุท้องฟ้าได้ โดยใช้เพียงการสังเกตและวัดตำแหน่งอย่างง่าย

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

¹จากความสามารถในการทำนายถึงฤดูกาลจากตำแหน่งดวงอาทิตย์และกลุ่มดาวจักรราศีนี้เอง ที่ทำให้สังคมเกษตรกรรมในสมัยโบราณเกิดความเชื่อว่าดวงอาทิตย์ และกลุ่มดาวในดวงสวรรค์ น่าจะสามารถส่งผลถึงเหตุการณ์บนโลกมนุษย์ได้ นำไปสู่การพยายามทำนายเหตุการณ์อื่น ๆ บนโลก กลายเป็นสาขาวิชาโหราศาสตร์ สืบทอดมาถึงในปัจจุบัน แต่ในปัจจุบันเราทราบดีแล้วว่า ดวงอาทิตย์และดาวฤกษ์ในกลุ่มดาวจักรราศีมีระยะห่างที่ไกลกันมาก ย่อมไม่สามารถส่งผลถึงกันได้

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") การศึกษาเพิ่มเติมถึงการเคลื่อนตำแหน่งของวัตถุท้องฟ้า ทำให้ค้นพบการเคลื่อนถอยหลังของดาวเคราะห์ชั้นนอก (retrograde motion) นำไปสู่การพยายามค้นพบ และสร้างแบบจำลองของจักรวาล แบบจำลองแบบ Epicycles ของ Ptolemy และการค้นพบกฎการเคลื่อนที่ของดาวเคราะห์ โดย Kepler ทั้งหมดนี้ใช้เพียงการสังเกตการเคลื่อนที่ของดาวเคราะห์ด้วยตาเปล่าเพียงเท่านั้น

พัฒนาการทางวิทยาศาสตร์ และเทคโนโลยี ทำให้เราสามารถสังเกตวัตถุที่มีขนาดเล็ก ได้มากขึ้น และด้วยความแม่นยำที่สูงขึ้น ทำให้เราสามารถค้นพบดาวเคราะห์น้อยและดาวหาง ได้ตั้งแต้อยู่ห่างไกลจากโลก และการสังเกตการเคลื่อนที่ พร้อมกับความเข้าใจเรื่องกฎการเคลื่อนที่ ทำให้เราสามารถคำนวณได้ถึงวงโคจร และสามารถทำนายได้ถึงวิถีโคจรว่าดาวเคราะห์น้อยหรือดาวหางดวงใดมีความเสี่ยงที่จะชนกับโลก

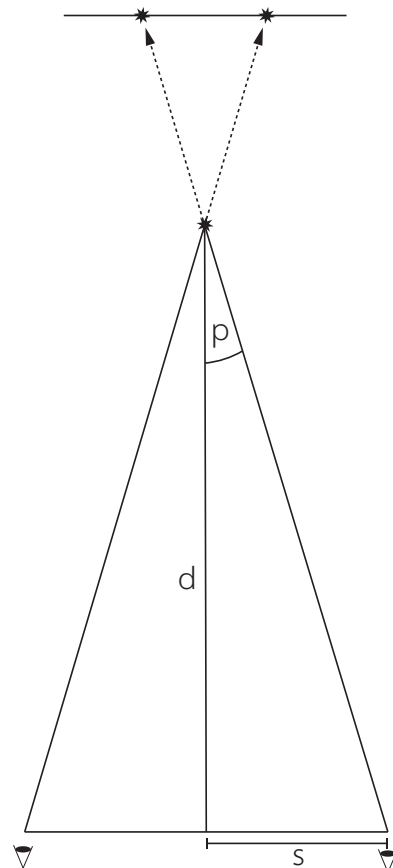
4.2 มุมพารัลแลกซ์ (Parallax Angle)

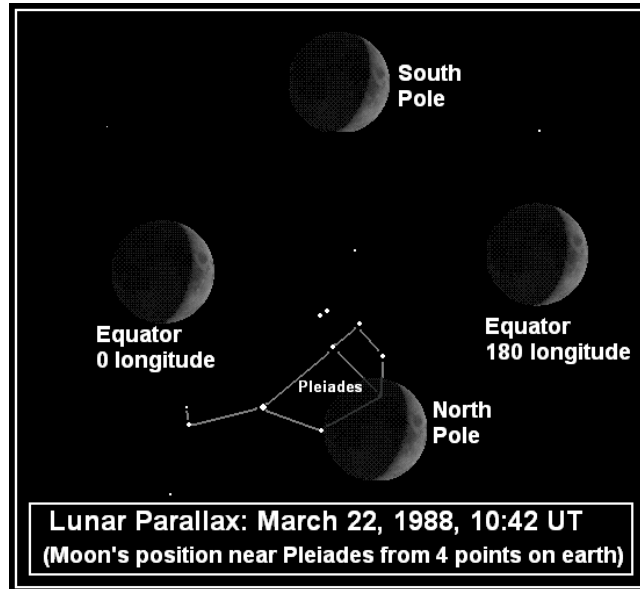
ในความเป็นจริงแล้ว เราใช้เทคนิคพารัลแลกซ์ (parallax) ในการวัดระยะห่างอยู่ทุกวันในชีวิตประจำวัน เรามีตาสองดวงตาดูอยู่ห่างกันประมาณ 10 ซม. ภาพที่เราเห็นในตาข้างหนึ่งจะต่างจากภาพที่เห็นจากตาอีกข้างหนึ่งบ้างเล็กน้อย โดยวัตถุที่อยู่ใกล้กว่าจะมีการเคลื่อนที่มากกว่า เช่น หากเรายกนิ้วชี้ขึ้นมาบังสิ่งของที่อยู่ไกลๆ เราจะเห็นตำแหน่งของนิ้วชี้ตบพื้นหลังแตกต่างกันในตาแต่ละข้าง หลักการเดียวกันนี้ใช้ในการทำภาพยนตร์สามมิติที่เราสามารถดูกันได้ทั่วไป

เนื่องจาก วัตถุ ท้องฟ้ามี ระยะ ห่าง ที่ไกล มาก ระยะ ห่าง 10 ซม. บน ตาของ มนุษย์ จึง ไม่ สามารถ แยก ระยะ ของ วัตถุ ออก จาก กัน ได้ วิธี หนึ่ง ที่ เรา ต้อง ใช้ คือ การ ใช้ จุด สังเกต ที่ ห่าง ออก จาก กัน มาก ขึ้น โดย หาก เรา เทียบ กับ วัตถุ ที่ อยู่ ที่ ระยะ อนันต์ แล้ว มุม parallax (p) จะ ขึ้น อยู่ กับ ระยะ ห่าง ระหว่าง จุด สังเกต สอง จุด separation (s) และ ระยะ ห่าง ถึง วัตถุ distance (d) ซึ่งเราจะพบว่า ตัวเลข ทั้ง สาม สัมพันธ์ กัน (รูปที่ 4.1) ดังนี้

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

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





รูปที่ 4.2: ตำแหน่งของดวงจันทร์ที่สังเกตเห็นจากมุมต่างๆ บนโลก ขณะที่เกิดดวงจันทร์บังกระจุกดาวลูกไก่

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

เนื่องจากมุมในทางดาราศาสตร์ส่วนมาก จะวัดในหน่วยของ องศา arcmin และ arcsec ก่อนจะทำการคำนวณระยะทางเราจึง มักจะต้องเปลี่ยนหน่วยเสียก่อน โดยใช้อัตราเปลี่ยน

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

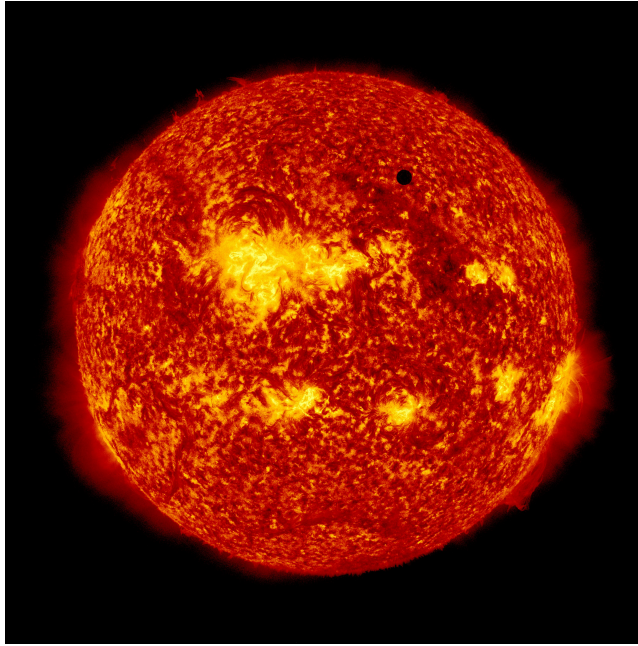
4.2.1 Lunar Parallax

ตัวอย่างหนึ่งของการใช้หลักการ parallax ในการหาระยะทางของวัตถุท้องฟ้าก็คือ การหาระยะทางถึงดวงจันทร์ เนื่องจากดวงจันทร์เป็นวัตถุท้องฟ้าที่อยู่ใกล้โลกมาก เราจึงสามารถสังเกตเห็นมุม parallax ได้ง่าย ดังจะเห็นได้จากภาพ 4.2

โดยหลักการแล้ว เราสามารถคำนวณระยะทางจากโลกถึงดวงจันทร์ได้ เพียงการถ่ายภาพดวงจันทร์จากสองตำแหน่งบนพื้นโลกในเวลาเดียวกัน วัดมุม parallax ระยะทางระหว่างผู้สังเกต และคำนวณหาระยะทางถึงดวงจันทร์โดยใช้สมการ (4.1)

4.2.2 Venus Transit

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



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

สุริยะและจันทรุปราคา

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

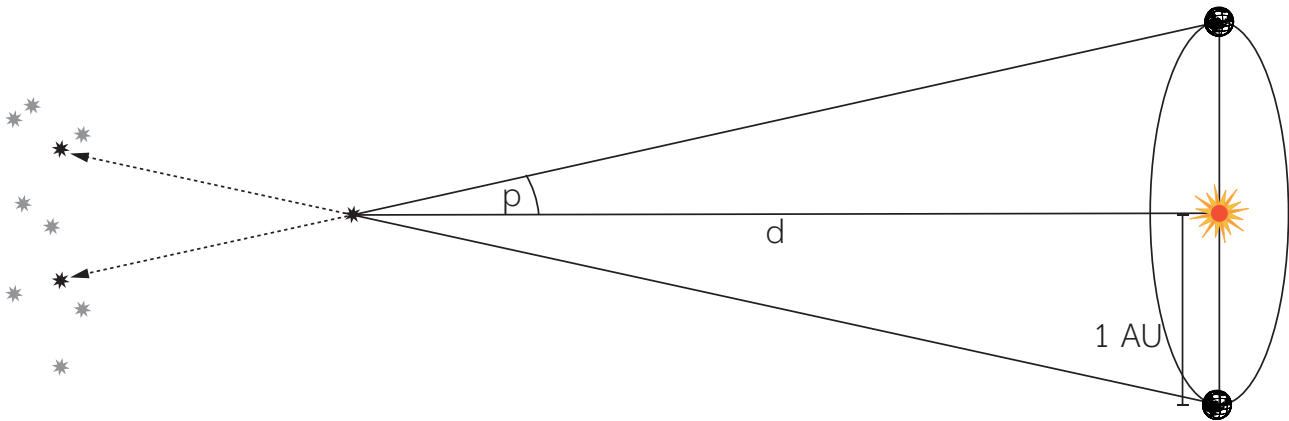
ปรากฏการณ์ดาวศุกร์ผ่านหน้าดวงอาทิตย์จะเกิดขึ้นอีกครั้งบนโลกในวันที่ 11 ธันวาคม ค.ศ. 2117 และอีกครั้งในวันที่ 8 ธันวาคม ค.ศ. 2125

4.2.3 พารัลแลกซ์ของดาวฤกษ์ (Stellar Parallax)

ประโยชน์ของการใช้มุม parallax ในดาราศาสตร์อย่างหนึ่งก็คือการหามุม parallax ของดาวฤกษ์ การหามุม parallax ของดาวฤกษ์ได้รับความสนใจมาตั้งแต่สมัยกรีกโบราณ โดยชาวกรีกโบราณตั้งข้อสังเกตว่า เราไม่สามารถสังเกตมุม parallax ของดาวฤกษ์ได้ ดังนั้นจึงเป็นไปได้ที่โลกจะมีการเคลื่อนที่ 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 ได้ โดยการสังเกตดาวฤกษ์ดวงหนึ่ง จากตำแหน่งของโลกในวงโคจรที่แตกต่างกัน



รูปที่ 4.4: การหาระยะทางถึงดวงดาวโดยใช้เทคนิค Stellar Parallax ดาวที่อยู่ใกล้ดวงอาทิตย์มากกว่าจะมีมุมเหลื่อม p ในหน่วย arcsec ที่มากกว่าเมื่อเทียบกับฉากหลังที่อนันต์

โดยนิยามแล้ว เรานิยามมุม stellar parallax ว่าเป็น มุมที่คลาดเคลื่อนออกไปจากตำแหน่งสังเกตจากบนโลก เทียบกับดวงอาทิตย์ (เช่น ครึ่งหนึ่งของมุมที่สังเกตเห็นได้เมื่อระยะเวลาห่างกันออกไปครึ่งปีของวงโคจรของโลก)

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) ของทัศนอุปกรณ์ที่ใช้นั่นเอง

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 ในทางดาราศาสตร์ต่างๆ ไปมักจะใช้ในหน่วยของ arcsec ค่า resolving power คือระยะห่างเชิงมุมที่น้อยที่สุด ที่ทัศนอุปกรณ์ชิ้นนั้นๆ จะสามารถแยกแยะออกจากกันได้ สำหรับสายตามนุษย์ต่างๆ ไป มี angular resolution อยู่ที่ประมาณ 1 arcmin ($1/60^\circ$) นั้นหมายความว่ามนุษย์จะไม่สามารถมองเห็นรายละเอียดที่เล็กกว่า 1 arcmin ได้ ทั้งนี้ควรพึงระลึกเสมอว่า ขนาดเชิงมุมของวัตถุชิ้นนั้นขึ้นอยู่กับทั้งขนาดของวัตถุ 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 ของอุปกรณ์เหล่านี้ มีการโฆษณาว่ามีความละเอียด “มากเท่าที่สายตามนุษย์สามารถแยกแยะได้” เราพบว่าหากเราคำนวณขนาดเชิงมุมของหนึ่งหน่วย pixel เมื่อมองจากระยะที่เหมาะสมแล้ว ขนาดของ pixel จะเล็กกว่า 1 arcmin นั่นคือสายตามนุษย์ไม่สามารถแยกออกได้ ทั้งนี้หากเราพิจารณาหน้าจอเหล่านี้ด้วยระยะที่ใกล้กว่าระยะที่อ้างอิง เราก็จะสามารถแยกรายละเอียดของ pixel ได้ เนื่องจากขนาดเชิงมุมแปรผกผันกับระยะทางของผู้สังเกต

เป็นที่แน่นอนว่า ทัศนอุปกรณ์ที่ต่างกัน มีกำลังการแยก หรือ angular resolution ที่แตกต่างกัน ดังที่ทุกคนที่สวมแว่นหรือคอนแทคเลนส์คงจะเข้าใจกันดี เช่นเดียวกัน แม้กระทั่งกล้องโทรทรรศน์ที่มีรูปร่างและขนาดใกล้เคียงกัน ก็ยังมีความสามารถในการแยกแยะรายละเอียดได้ไม่เท่ากัน ขึ้นอยู่กับคุณภาพของทัศนอุปกรณ์หรือชิ้นเลนส์ที่ใช้ ความแม่นยำในการฝนชิ้นเลนส์ การวางตัวของชิ้นเลนส์ เรขาคณิตของอุปกรณ์ และปัจจัยอื่นๆ ในทัศนอุปกรณ์ที่สามารถส่งผลให้เกิดความคลาดเคลื่อนต่างๆ ได้

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

ในความเป็นจริงแล้ว เราสามารถพัฒนา angular resolution ของทัศนอุปกรณ์หนึ่งๆ ขึ้นไปได้ถึงเพียงขีดจำกัดหนึ่งเท่านั้น ขีดจำกัดนี้เรียกว่า Diffraction Limit

4.3.1 Diffraction Limit

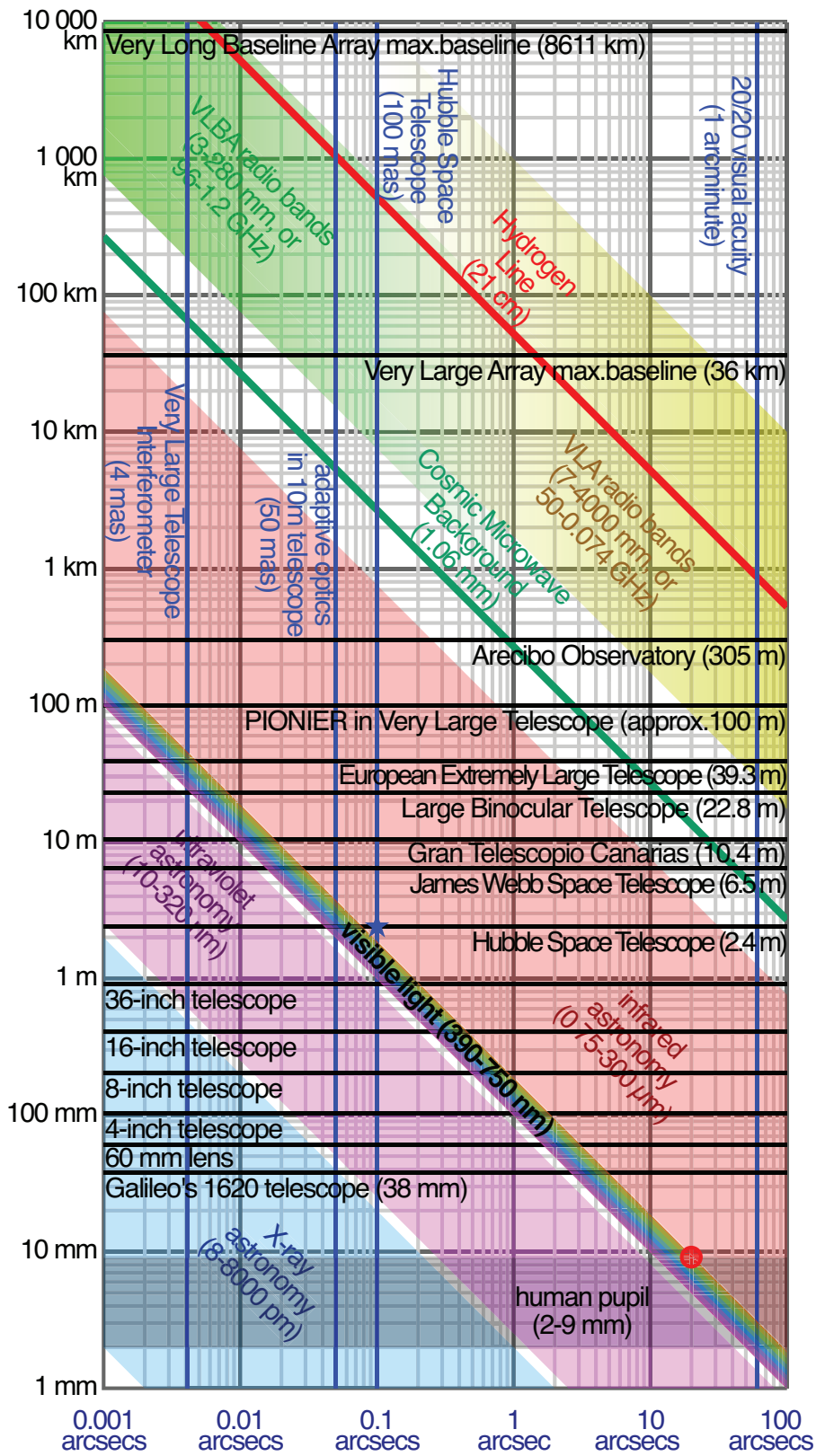
เมื่อเราพัฒนาทัศนอุปกรณ์เพิ่มขึ้นเรื่อยๆ เราก็สามารถที่จะลด angular resolution ได้ (ลด เนื่องจาก angular resolution ที่น้อย ย่อมหมายถึงรายละเอียดที่เล็กกว่าที่สามารถสังเกตได้) อย่างไรก็ตาม เมื่อเราลด angular resolution ลงไปได้ถึงจุดหนึ่ง เรากลับพบว่า การแทรกสอดของแสง เริ่มเป็นปัจจัยสำคัญที่ทำให้เราไม่สามารถลด angular resolution ลงไปได้อีก เราเรียกขีดจำกัด angular resolution ที่ทัศนอุปกรณ์หนึ่งสามารถที่จะมีได้ในทางทฤษฎีนี้ว่า 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 ที่ทำให้ไม่สามารถใช้ประสิทธิภาพของทัศนอุปกรณ์ได้เต็มที่ โดยเฉพาะอย่างยิ่ง สภาพชั้นบรรยากาศของโลก ที่มักจะเป็นขีดจำกัดของกล้องโทรทรรศน์ภาคพื้นดินส่วนใหญ่ เป็นเหตุผลว่าทำไมกล้องโทรทรรศน์อวกาศฮับเบิล แม้จะมีเส้นผ่านศูนย์กลางเพียง 2.4 เมตร แต่กลับสามารถถ่ายภาพได้ด้วยรายละเอียดที่สูงกว่ากล้องโทรทรรศน์บนโลกที่มีเส้นผ่านศูนย์กลางกว้างกว่า เป็นอย่างมาก



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

บทที่ 5

การวัดแสง (Photometry)

นอกจากการศึกษาว่า วัตถุท้องฟ้ามีการเปลี่ยนตำแหน่งอย่างไรแล้ว อีกสิ่งหนึ่งที่นักดาราศาสตร์สนใจที่จะวัดก็คือ วัตถุบนท้องฟ้ามีความสว่างเท่าใด สว่างกว่ากันมากแค่ไหน? ความสว่างมีการเปลี่ยนแปลงไปอย่างไร?

5.1 กำลังส่องสว่าง (Luminosity)

กำลังส่องสว่าง (Luminosity) คืออัตราการปลดปล่อยพลังงานแสงทั้งหมดของวัตถุท้องฟ้าวัตถุหนึ่งในหนึ่งหน่วยเวลา ค่า Luminosity ของดาวดวงหนึ่ง จึงเปรียบได้กับการสร้างทรงกลมขนาดใหญ่รอบดาวฤกษ์ และวัดพลังงานทั้งหมดที่ดาวฤกษ์นั้นปลดปล่อยออกมาต่อหนึ่งหน่วยเวลา Luminosity มีหน่วยเป็น จูลต่อวินาที (Joules per second: JS^{-1}) หรือ วัตต์ (Watts: W)

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

5.2 ฟลักซ์ (Flux)

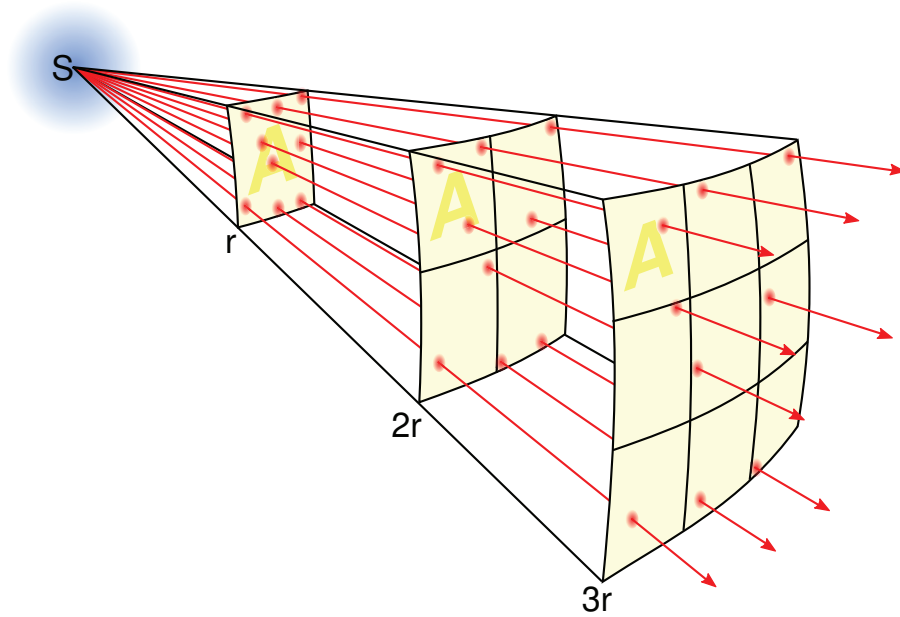
อย่างไรก็ตาม สิ่งที่เราสังเกตได้ไม่ใช่กำลังส่องสว่าง แม้กระทั่งในเชิงวิทยาศาสตร์ การวัดกำลังส่องสว่างโดยตรงก็เป็นเรื่องที่ยาก โดยเฉพาะในกรณีของดาวฤกษ์ เนื่องจากเราไม่สามารถสร้างทรงกลมมาเพื่อรับพลังงานแสงที่ปล่อยออกมาจากดาวฤกษ์ได้ทั้งหมด แต่สิ่งที่เราวัดได้ก็คือพลังงานแสงที่ตกลงต่อหนึ่งหน่วยพื้นที่ ในหนึ่งหน่วยเวลา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

เนื่องจากฟลักซ์ คือปริมาณพลังงานต่อหนึ่งหน่วยเวลาที่ผ่านหนึ่งหน่วยพื้นที่ ถ้าหากแหล่งกำเนิดแสงที่มีค่ากำลังส่องสว่าง L แผ่พลังงานแสงออกเป็นวงกว้างอย่างสม่ำเสมอลงบนพื้นที่ A เราจะได้ว่า

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

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

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



รูปที่ 5.1: ปริมาณพลังงานแสงที่ปล่อยออกมาจาก point source จะปล่อยออกอย่างเท่าเทียมกันในทุกทิศทาง และฟลักซ์จะลดลงตามระยะทางยกกำลังสอง

นั่นคือฟลักซ์ที่ออกจากแหล่งกำเนิดแสงจะลดลงตามระยะทางกำลังสอง หรือที่เรา รู้จักในนามของ inverse square law¹

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

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

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 เกี่ยวข้องกับฟลักซ์ที่เราสามารถรับได้จากวัตถุท้องฟ้าชิ้นๆ โดยดาวบนท้องฟ้ามีความสว่างปรากฏตั้งแต่ประมาณ -1 (ดาวซี

¹เราจะเคยได้ยิน inverse square law อยู่บ้าง จากสมการแรงโน้มถ่วงและแรงระหว่างประจุไฟฟ้า ทั้งนี้ สาเหตุที่สมการเหล่านี้มีลักษณะคล้ายกัน ไม่ได้เป็นเพียงความบังเอิญเท่านั้น แต่เป็นเพราะว่าแรงทั้งสองก็มีลักษณะการกระจายอิทธิพลออกเป็นลักษณะของพื้นที่ผิวทรงกลม เช่นเดียวกับการคำนวณฟลักซ์

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

³เนื่องจากลำดับความสว่างเป็นปริมาณเชิงเปรียบเทียบ จึงไม่มีหน่วย

ริอัส ที่สว่างที่สุดบนท้องฟ้า), 0 (ดาวเวกา) ลดลงไปเรื่อยๆ จนถึงประมาณความสว่าง 6 เป็นดาวที่สว่างน้อยที่สุด ที่มนุษย์สามารถสังเกตเห็นได้ด้วยตาเปล่า ดาวที่มีลำดับความสว่างน้อยที่สุดที่กล้องโทรทรรศน์อวกาศฮับเบิล (HST) สามารถสังเกตเห็นได้ คือ 32 ในขณะที่ดวงอาทิตย์เพียงวันมีลำดับความสว่าง -27

นอกจากนี้ ความสว่างไม่จำเป็นต้องเป็นเลขจำนวนเต็ม สามารถเป็นเลขทศนิยมได้ และจำนวนติดลบได้ เช่น ดาวซีริอัสมีความสว่างปรากฏ -1.47

ในอดีต ลำดับความสว่างปรากฏ ใช้ดาวเวกาเป็นดาวมาตรฐานโดยให้ความสว่างเป็น 0 ในปัจจุบันนี้ เราใช้นิยามฟลักซ์มาตรฐาน ที่ความยาวคลื่นต่างๆ เป็นตัวนิยามความสว่างแทน แต่ในทางปฏิบัติแล้ว เราไม่สามารถคำนวณลำดับความสว่างของวัตถุท้องฟ้าโดยตรง แต่จะใช้วิธีเทียบความสว่างกับวัตถุท้องฟ้าที่เราทราบความสว่างที่แน่นอน

Calibration

เราอาจจะคิดว่า หากเราสามารถวัดพลังงานแสงที่สามารถวัดได้จากดาวดวงหนึ่งต่อหนึ่งหน่วยพื้นที่รับแสงต่อเวลา (ฟลักซ์) แล้ว เราก็จะสามารถคำนวณไปเป็น 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

เนื่องจากค่าที่เราวัดความสว่างจากวัตถุท้องฟ้าได้ คือฟลักซ์ (F) เรานิยามลำดับความสว่างปรากฏเปรียบเทียบกับดาวอ้างอิงได้จากสมการนี้

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

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

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

ตัวอย่าง: ฟลักซ์จากดวงอาทิตย์ตกลงบนโลก มีค่าประมาณ 1360 W m^{-2} ดวงอาทิตย์มีลำดับความสว่างปรากฏประมาณ -27 และดาวพลูทัสมีความสว่างปรากฏประมาณ -2 ฟลักซ์ที่เราได้รับบนโลกจากดาวพลูทัสจะมีค่าประมาณเท่าใด?

วิธีทำ: ใส่ $m_1 = -2, m_2 = -27, F_2 = 1360 \text{ W m}^{-2}$ ลงในสมการ (5.2) เราจะได้

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

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

$$\frac{F_1}{1360 W m^{-2}} = 10^{-\frac{25}{-2.5}}$$

$$F_1 = 1360 \times 10^{-10} W m^{-2} = 1.36 \times 10^{-7} W m^{-2}$$

นั่นก็คือ ฟลักซ์จากดาวพลูทัสมีค่าประมาณ $1.36 \times 10^{-7} W m^{-2}$ หรือ 10^{-10} เท่า เทียบกับฟลักซ์จากดวงอาทิตย์

ดาวอ้างอิง (Reference Star) และ Magnitude Constant

ในการวัดลำดับความสว่างของดาว เราสามารถวัดได้เพียงฟลักซ์ ซึ่งขึ้นอยู่กับปัจจัยหลายๆ อย่างเกี่ยวกับเครื่องมือ สภาพอากาศ ฯลฯ ดังนั้นเราจึงไม่สามารถแปลงจากฟลักซ์ที่วัดได้โดยตรง โดยทั่วๆ ไป เราต้องใช้ดาวอ้างอิง (reference star) ที่เราทราบลำดับความสว่างที่แน่นอน เพื่อทำการเทียบว่าฟลักซ์ของดาวที่สนใจนั้น มีความสว่างมากกว่าหรือน้อยกว่าดาวอ้างอิงเพียงใด

วิธีหนึ่งในการคำนวณลำดับความสว่างโดยเทียบกับดาวอ้างอิง ก็คือการใส่ค่าแมกนิจูดที่ทราบของดาวอ้างอิง m_{ref} ฟลักซ์ของดาวอ้างอิง F_{ref} ฟลักซ์ของดาวที่สังเกตได้ F ลงไปในสมการ

$$m - m_{ref} = -2.5 \log_{10} \left(\frac{F}{F_{ref}} \right)$$

ซึ่งเราต้องทำการเทียบกับดาวอ้างอิงทุกครั้งในแต่ละรูป แต่อีกวิธีหนึ่ง คือเราสามารถหา dimensionless magnitude จากการหาค่า $-2.5 \log_{10} F$ โดยตรงโดยไม่เทียบกับดาวอ้างอิง และหาค่าคงที่ที่จะเปลี่ยนให้ dimensionless magnitude นี้เป็น magnitude ของดาว โดยการบวกคินด้วยผลต่างระหว่าง dimensionless magnitude ของดาวอ้างอิง กับ magnitude ของดาวอ้างอิง นั่นคือ

$$m = \text{dimensionless magnitude} + \text{magnitude constant}$$

เมื่อ dimensionless magnitude คือการหา magnitude โดยตรงจากฟลักซ์โดยไม่เทียบดาวอ้างอิง

$$\text{dimensionless magnitude} = -2.5 \log_{10} (F)$$

และ magnitude constant คือผลต่างระหว่าง dimensionless magnitude ของดาวอ้างอิง และ magnitude ที่แท้จริงของดาวอ้างอิง

$$\text{magnitude constant} = m_{ref} - (-2.5 \log_{10} (F_{ref}))$$

จะเห็นว่าเมื่อเราแทนค่าลงไปแล้วเราจะได้สมการเดิมกลับมา นั่นคือทั้งสองวิธีเป็นการคำนวณสมการเดียวกัน แต่วิธีนี้อาจจะทำให้ซับซ้อนน้อยกว่าในกรณีที่ต้องการใช้ดาวอ้างอิงเพียงดวงเดียวในการหาลำดับความสว่างของดาวหลายดวง โดยสามารถทำการคำนวณค่า magnitude constant เพียงแค่ครั้งเดียว

5.3.2 ลำดับความสว่างสัมบูรณ์ (Absolute Magnitude)

สมมติว่าเราเดินไปบนท้องถนนในยามค่ำคืน เราเห็นแสงไฟสองดวงจากระยะไกล ที่มีความสว่างเท่ากัน เรียกได้ว่า แหล่งกำเนิดแสงทั้งสองนี้ มีความสว่างปรากฏเท่ากัน

เมื่อเวลาผ่านไป แหล่งกำเนิดไฟทั้งสองดวงได้เคลื่อนเข้ามาใกล้เรา ปรากฏว่าดวงหนึ่งคือหลอดไฟนาร์มอเตอร์ไซค์ ส่วนอีกดวงหนึ่งเป็นเพียงคนเดินถือเทียนไข เมื่อเอามาเทียบกันใกล้ๆ แล้ว เรากลับพบว่าไฟนาร์มอเตอร์ไซค์มีความสว่างที่มากกว่า เราเรียกว่า ไฟนาร์มอเตอร์ไซค์มีความสว่างสัมบูรณ์ (Absolute Magnitude: M) ที่มากกว่า

หากเราเทียบความสว่างปรากฏเป็น “วัตถุดูสว่างแค่ไหน?” ความสว่างสัมบูรณ์ ก็คือ “ที่จริงแล้ว วัตถุมีความสว่างแค่ไหน เมื่อเราสามารถนำมาเทียบกันที่ระยะที่เท่ากัน?” ในทางดาราศาสตร์แล้ว เรานิยามความสว่างสัมบูรณ์ว่า เท่ากับความสว่างปรากฏเมื่อวัตถุอยู่ที่ระยะ 10 parsecs จากผู้สังเกต นอกจากนี้เรายังจะพบว่า ความสว่างสัมบูรณ์ แปรผันตามกับกำลังสองสว่างของวัตถุ (Luminosity) (บทที่ 5.1) นั่นคือวัตถุที่มีกำลังส่องสว่างมาก ย่อมที่จะมีความสว่างสัมบูรณ์ที่สว่างมาก (ค่าลำดับความสว่างสัมบูรณ์ต่ำ)

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

5.4 โมดูลัสของระยะทาง (Distance Modulus)

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

ความสัมพันธ์ระหว่างลำดับความสว่างปรากฏ และลำดับความสว่างสัมบูรณ์ จะขึ้นอยู่กับระยะทาง เราสามารถหาระยะทางได้จากความสว่างทั้งสอง เนื่องจากในตอนที่ 5.2 เราทราบแล้วจากสมการ (5.1) ว่า พลังค์ที่ออกจากแหล่งกำเนิดแสงจะลดลงตามระยะทางกำลังสอง หรือ $F \propto \frac{1}{r^2}$ นั่นคือ หากเราเทียบอัตราส่วนของพลังค์ของวัตถุ 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) และ ระยะทาง (d) แล้ว เราสามารถที่จะหาอีกค่าที่เหลือได้อย่างง่ายดาย เนื่องจากสมการ (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 โดยสิ่งที่ต้องการหาก็คือ วัตถุที่เราทราบความสว่างที่แน่นอน หรือเทียนมาตรฐาน (Standard Candle) ซึ่งก็คือวัตถุที่เราทราบค่าความสว่างสัมบูรณ์ (M)

เช่น หากเรามีเทียนไขประเภทหนึ่ง ที่เราทราบความสว่างที่แน่นอน ทุกครั้งที่เราจุดเทียนไขนี้ขึ้น หากเราสังเกตเห็นเทียนไขเช่นเดียวกันนี้จุดอยู่ในที่ๆ ห่างออกไป เราย่อมสามารถที่จะทราบได้ ว่าเทียนไขเล่มนี้ต้องอยู่ห่างออกไปแค่ไหน

ในทางการคำนวณแล้วนั้น เราสามารถอธิบายได้ด้วยสมการ (5.3) นั่นคือ หากเราทราบความสว่างสัมบูรณ์ M แต่เราพบว่า เราสามารถสังเกตเห็นวัตถุนี้สว่างเพียงแค่ว่าความสว่างปรากฏ m เราจะสามารถหาระยะทาง d ได้ โดยการเรียงเรียงสมการ (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 การจะหาวัตถุที่จะเป็นเทียนมาตรฐานที่ดีที่สุด เป็นเรื่องที่ยากยิ่งๆ ไปยิ่งๆ ไป ถึงแม้ว่าดาวส่วนมากจะเป็นดาวในลำดับหลัก (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+} ทำให้ดาวมีลักษณะทึบแสง และสามารถดูดกลืนแสงได้ง่าย ทำให้พื้นผิวดาวร้อนขึ้น จึงพองตัวออก ในขณะที่ก๊าซพองตัวออกจะเกิดการเย็นตัวลง จนกลับมาเป็น He^+ ซึ่งโปร่งแสง และเกิดการยุบตัวลงอีกครั้ง การเปลี่ยนแปลงนี้เกิดซ้ำไปเรื่อยๆ ทำให้สามารถสังเกตเห็นดาว Cepheid มีคาบการแปรแสงที่สม่ำเสมอ และขึ้นอยู่กับความสว่างสูงสุดของดาว

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

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

เนื่องจากดาวแปรแสงแบบ Cepheid มีความสว่างที่ค่อนข้างมาก ทำให้เราสามารถสังเกตดาวประเภทนี้ในกาแล็กซีอื่นๆ ไกลเคียงได้ถึงระยะทางประมาณ 29 Mpc (Mega parsecs)

ซูเปอร์โนวา ประเภท 1a (Type Ia Supernova)

Supernova ก็คือดาวที่เกิดการระเบิดอย่างรุนแรง และสามารถปลดปล่อยพลังงานออกมาได้ในระดับเดียวกับพลังงานทั้งหมดที่ปล่อยออกมาจากดาวทั้งหมดในกาแล็กซีรวมกัน supernova มีหลายประเภท แต่ประเภทที่เราสามารถทราบลำดับความสว่างสัมบูรณ์ได้อย่างค่อนข้างแม่นยำคือประเภท Ia

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

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 ที่นำไปสู่การค้นพบว่าการขยายตัวของเอกภพเป็นการขยายตัวที่มีความเร่ง

เทียนมาตรฐานอื่นๆ

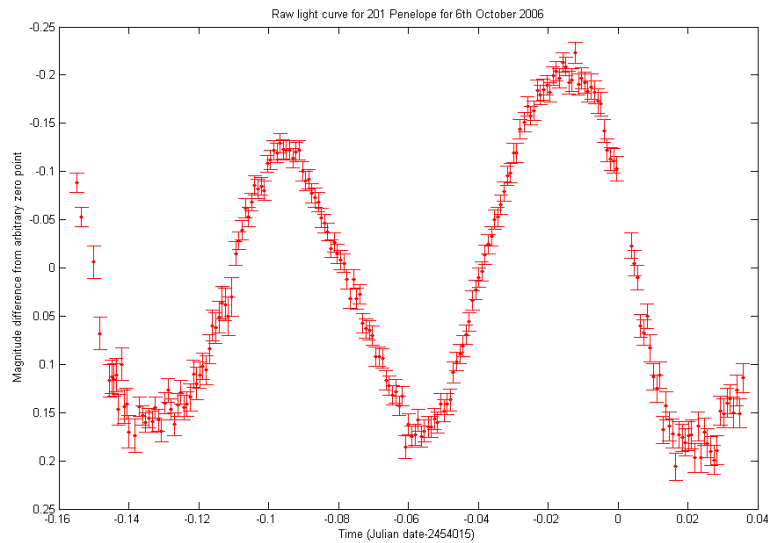
นอกจากนี้ ยังมีการพยายามหาเทียนมาตรฐานด้วยวิธีอื่นอีกมาก ที่มีความเป็น “มาตรฐาน” และความแม่นยำที่แตกต่างกันออกไป เช่น

- Main Sequence Fitting ดาวในลำดับหลักทุกดวงจะมีอุณหภูมิและกำลังส่องสว่าง ขึ้นอยู่กับมวล การหาอุณหภูมิพื้นผิวทำให้เราสามารถหามวล และกำลังส่องสว่างได้ เราอาจจะสามารถเพิ่มความแม่นยำได้โดยการทำ main sequence fitting กับทั้งกระจุกดาว ที่มีระยะห่างเท่ากัน ทั้งนี้ ในความเป็นจริงแล้ว ความสว่างของดาวลำดับหลักยังขึ้นอยู่กับปริมาณธาตุโลหะ (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 ซึ่งขึ้นอยู่กับมวล และความเร็วในการหมุน 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 มาพล็อตกับเวลาที่สังเกตเห็นวัตถุนั้นๆ กราฟที่เราได้นี้ เรียกว่า กราฟแสง (Light Curve) (รูป 5.2)



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

5.6.1 กราฟแสง (Light Curve)

กราฟแสงเป็นกราฟที่แสดงถึงการเปลี่ยนแปลงความสว่างปรากฏของวัตถุที่สังเกต เทียบกับเวลา การสร้างกราฟแสงสามารถบอกให้เราได้ว่า วัตถุที่ศึกษา มีการเปลี่ยนแปลงลำดับความสว่างปรากฏจากเท่าใดไปเท่าใด ใช้เวลานานแค่ไหนในการแปรแสง และการแปรแสงนี้มีรูปแบบที่ซ้ำกันเป็นคาบหรือไม่ และคาบนั้นใช้เวลานานเท่าใด

การศึกษากราฟแสงสามารถบอกให้เราทราบได้ถึงธรรมชาติของวัตถุที่ศึกษา เช่น รูป 5.2 แสดงถึงการแปรแสงของดาวเคราะห์น้อย ซึ่งบอกเราได้ว่าดาวเคราะห์น้อยนี้ไม่ได้มีรูปร่างสมมาตรทรงกลม แต่มีลักษณะที่ค่อนข้างรี หรือทรงกระบอก โดยดาวเคราะห์น้อยจะมีความสว่างปรากฏลดลงเมื่อหันด้านปลายเข้าหาผู้สังเกต และมีความสว่างปรากฏเพิ่มขึ้นเมื่อหันด้านยาวให้ผู้สังเกตเห็น

กราฟแสงของดาวคู่อุปราคาอาจจะบอกเราได้ว่า ดาวคู่นี้มีคาบในการโคจรยาวเท่าใด ขนาดของดาวฤกษ์ทั้งสองดวงต่างกันแค่ไหน ไปจนถึงมุมของระนาบวงโคจร และอุณหภูมิพื้นผิวที่แตกต่างกันของดาวฤกษ์สองดวงในระบบดาวคู่

การแปรแสงของวัตถุบางชนิดอาจจะไม่ได้มีคาบการแปรแสงที่สม่ำเสมอ แต่อาจจะเกิดจากการวาบขึ้นเพียงครั้งคราวของวัตถุ เช่น การเกิด supernova แต่จากจากความสว่างปรากฏสูงสุด และลักษณะในการลดลงของความสว่าง อาจจะสามารถบอกเราได้ถึงความสว่าง และระยะทางที่แท้จริงของวัตถุ

5.6.2 วันที่และเวลาในทางดาราศาสตร์ (Julian Date)

เนื่องจากเวลาเป็นสิ่งสำคัญในการทำกราฟแสง เราจึงจำเป็นต้องมีการใช้การวัดเวลาที่เป็นมาตรฐาน และตรงกันสำหรับทุกผู้สังเกต จากทุกตำแหน่งโลก เวลาที่ใช้ในการบันทึกทางดาราศาสตร์จึงมักจะใช้เวลามาตรฐานสากล (Universal Time, UT หรือ UTC) เนื่องจากไม่ขึ้นอยู่กับ Time Zone ของผู้สังเกต

อย่างไรก็ตาม ในการทำ Differential Photometry สิ่งที่เราสนใจอาจจะไม่ใช่เวลาที่เกิดปรากฏการณ์ 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 แบบปรกติ แต่ต่างกันที่นิยามเวลาโดยเวลาที่สามารสังเกตเห็นปรากฏการณ์จากศูนย์กลางของระบบสุริยะ (ดวงอาทิตย์) เนื่องจากแสงเดินทางด้วยความเร็วที่จำกัด HJD จึงมีความแตกต่างจาก JD บ้างเล็กน้อย ขึ้นอยู่กับตำแหน่งของโลกรอบดวงอาทิตย์และทิศทางของปรากฏการณ์ที่เกิดขึ้น โดยความต่างนี้นี้น่าจะเพียงไม่เกิน 8 นาที เท่านั้น (เวลาที่แสงเดินทางจากดวงอาทิตย์ถึงโลก)

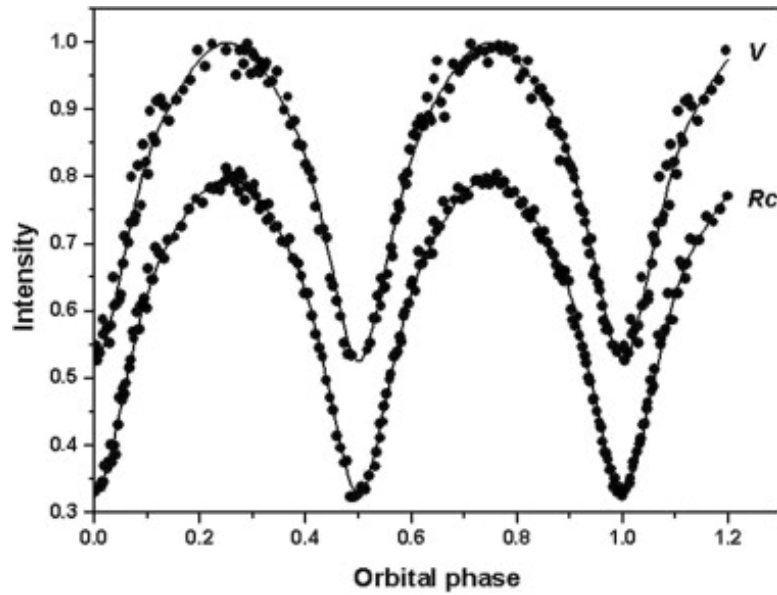
จะเห็นได้ว่า ถึงแม้ระบบเวลาที่ใช้ในทางดาราศาสตร์อาจจะฟังดูเหมือนมีหลายระบบ และมีความซับซ้อน แต่จริงๆ แล้วความแตกต่างระหว่างระบบทั้งสามก็ไม่ได้มีความแตกต่างกันไปมากเท่าใดเลย โดยทั่วไปแล้ว เราจึงไม่จำเป็นต้องสนใจอะไรมากกว่า JD เป็นหน่วยของเวลา และมีหน่วยเป็นวัน เช่น หาก primary eclipse ของดาวคู่อุปราคาสองครั้งเกิดที่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

Phase Diagram

หากเราวัดกราฟแสงของวัตถุที่มีการแปรแสงด้วยคาบที่สม่ำเสมอเป็นระยะเวลานาน เราจะพบว่าลักษณะของกราฟแสงเริ่มที่จะซ้ำรูปแบบเดิมทุกๆ คาบ เราสามารถหาคาบของการแปรแสงโดยการวัดระยะเวลาระหว่างลักษณะที่คล้ายกันสองชุดของกราฟแสง และหากเราตัดแบ่งกราฟแสงออกเป็นคาบ และนำทุกๆ คาบมาซ้อนกันแล้ว เราจะพบว่ากราฟแสงของวัตถุแปรแสงจะเป็นเพียงรูปแบบเดิมซ้ำไปซ้ำมา 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 ในลักษณะนี้ว่า phase



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

การทำ phase diagram มีประโยชน์มากในกรณีที่เราต้องการศึกษารูปร่างของการแปรแสง ในหลายๆ ครั้ง เราอาจจะไม่สามารถทำการวัดแสงของวัตถุได้อย่างต่อเนื่องจนครบคาบ เช่น กล้องของเราอาจจะสามารถเห็นวัตถุใฝ่ล่งพื้นขอบฟ้าได้เพียงวันละ 5 ชั่วโมง ทำให้เวลาอีก 19 ชั่วโมงไม่สามารถติดตามการแปรแสงของวัตถุได้ แต่หากเราทราบช่วงระยะเวลา 5 ชั่วโมงที่เราทำการศึกษานั้น อยู่ในช่วง phase ไต 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)

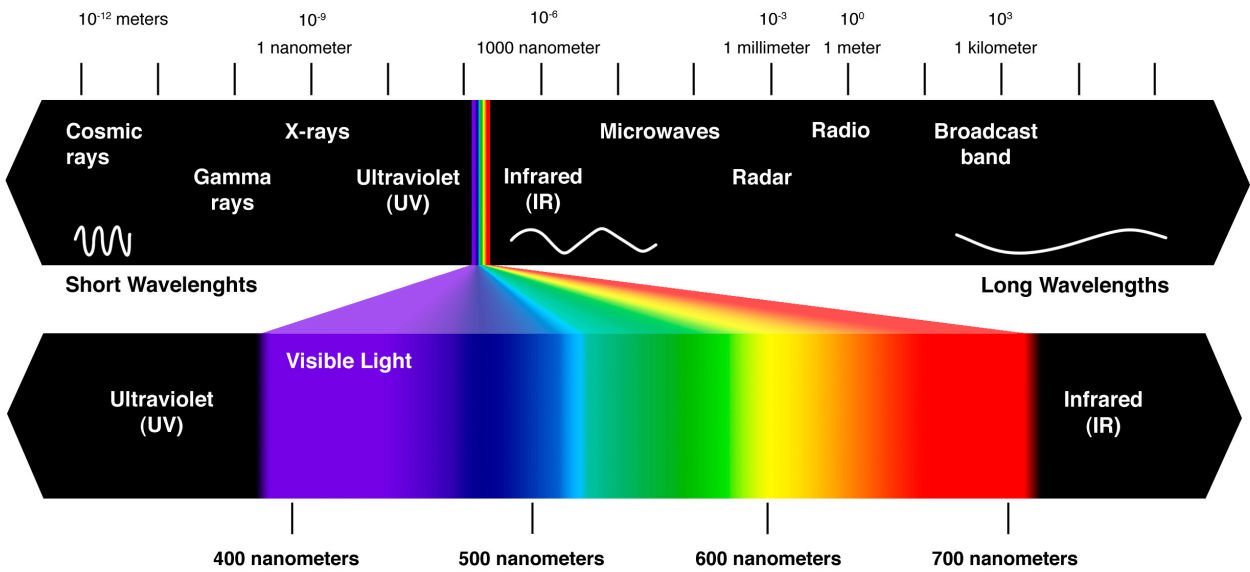
มีปรากฏการณ์ในธรรมชาติมากมาย ที่ปล่อยและดูดกลืนแสง และในทุกๆ ปรากฏการณ์ จะมีการปล่อยและดูดกลืนแสงที่แต่ละช่วงความถี่ไม่เท่ากัน ในการศึกษาทางดาราศาสตร์ก็เช่นกัน เราจะพบว่า หากเราทำการสังเกตท้องฟ้าหรือวัตถุใดๆ ในคลื่นความถี่ที่ต่างไป ภาพของท้องฟ้าและวัตถุที่เราได้ ก็จะแตกต่างกันออกไปตามคลื่นความถี่ที่เราสังเกต 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 ($1 \text{ ly} = 9.461 \times 10^{15} m$)

เราสามารถอธิบายสิ่งที่แตกต่างกันของแสงด้วยตัวเลข โดยเรามีวิธีอธิบาย “สี” ของแสงได้สองวิธี เราสามารถอธิบายได้ในเชิงของความยาวคลื่น (wavelength, λ) คือระยะห่างของคลื่นแสงสองลูก หรือในรูปของความถี่ (Frequency, f) คือจำนวนรอบที่คลื่นแม่เหล็กไฟฟ้าเกิดการสั่นขึ้นลงในหนึ่งวินาที ตัวเลขทั้งสองมีความสัมพันธ์กันตามสมการ

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



รูปที่ 6.1: คลื่นแม่เหล็กไฟฟ้าที่ความยาวคลื่นต่างๆ ส่วนขยายแสดงแถบความถี่บริเวณที่มนุษย์สามารถมองเห็นได้

นอกจากนี้แสงในแต่ละความยาวคลื่น (หรือความถี่) จะมีพลังงาน โดยพลังงานของแต่ละโฟตอนของแสงจะมีค่าเท่ากับ

$$E = h \times f = \frac{hc}{\lambda} \tag{6.2}$$

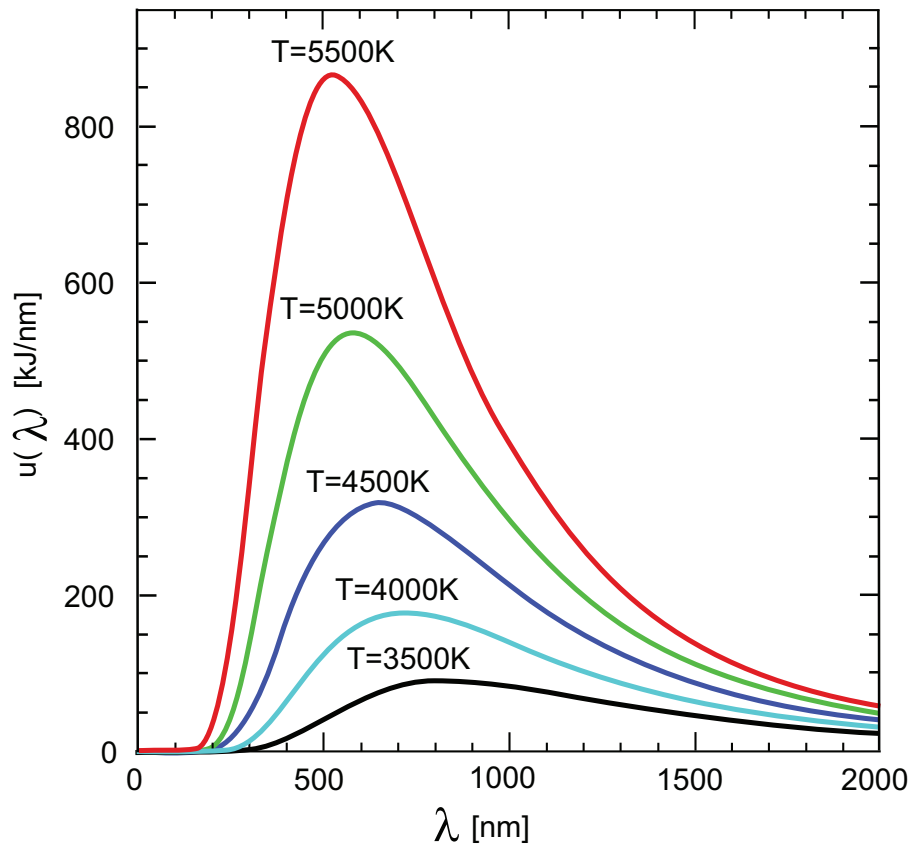
เมื่อ $h = 6.626 \times 10^{-34} J \cdot s$, ค่าคงที่ของพลังค์ (Planck's constant)

นั่นหมายความว่า แสงที่มีความถี่สูง จะมีความยาวคลื่นสั้น และพลังงานสูง

6.2 การแผ่รังสีของวัตถุดำ (Black-body Radiation)

วัตถุเกือบทุกชนิดมีการแผ่รังสีความร้อน (Thermal Radiation) การแผ่รังสีความร้อนเกิดขึ้นจากอุณหภูมิของวัตถุ และจะแผ่ออกมาในทุกคลื่นความถี่ ในสัดส่วนและความเข้มที่แตกต่างกันไปตามอุณหภูมิ วัตถุต่างๆ ไปจะมีการแผ่รังสีความร้อนที่ต่างกันออกไปตามประเภทของวัตถุ แต่จะมีลักษณะการแผ่รังสีความร้อนที่ใกล้เคียงกับวัตถุดำในอุดมคติ (Black body) ในบางครั้งเราจึงประมาณการแผ่รังสีความร้อนโดยคร่าวๆ ว่า การแผ่รังสีของวัตถุดำ (Black-body Radiation)

สเปกตรัมการแผ่รังสีของวัตถุดำในอุดมคติ ไม่ขึ้นอยู่กับคุณสมบัติใดๆ ทั้งสิ้นของวัตถุ แต่ขึ้นอยู่กับเพียงอุณหภูมิของวัตถุดำเท่านั้น โดยเราสามารถอธิบายการแผ่รังสีของวัตถุดำได้ด้วยกฎสองข้อ คือกฎของสเตฟาน-โบลทซ์มานน์ (Stefan-Boltzmann law) และกฎของวิน (Wien's law)



รูปที่ 6.2: สเปกตรัมการแผ่รังสีของวัตถุดำที่อุณหภูมิต่างๆ

6.2.1 กฎของสเตฟาน-โบลทซ์มานน์ (Stefan-Boltzmann Law)

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

จากรูปที่ 6.2 เราจะเห็นได้ว่า หากเราลากเส้นในแนวตั้ง (เส้นที่ความยาวคลื่นคงที่) ไม่ว่าที่ความยาวคลื่นใด เราจะพบว่าเราได้ความเข้มของแสงสูงขึ้นหากอุณหภูมิเพิ่มขึ้น

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

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

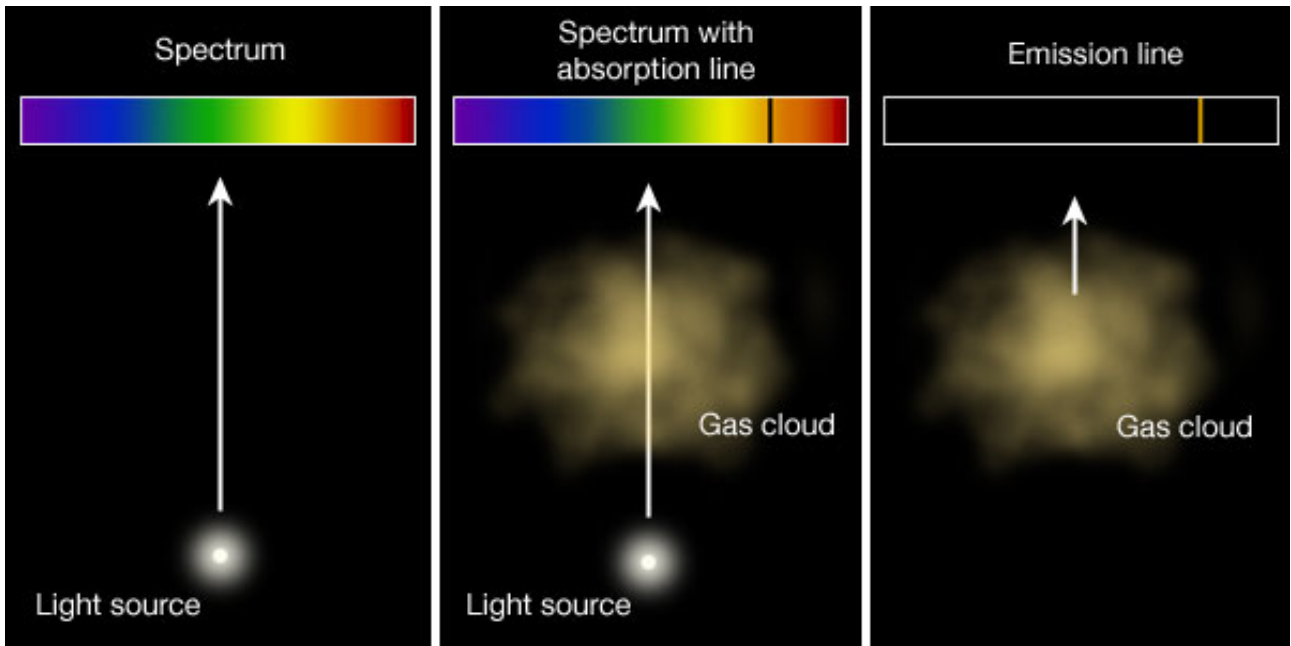
6.2.2 กฎของวีน (Wien's law)

กฎของวีน (Wien's law) กล่าวว่า *วัตถุที่ร้อนกว่า จะปล่อยโฟตอนที่มีความถี่สูง (ความยาวคลื่นสั้นกว่า) เนื่องจากกฎข้อที่หนึ่งกล่าวว่า วัตถุที่ร้อนกว่าจะปล่อยพลังงานออกมามากกว่าในทุกความยาวคลื่น* กฎของวีนจึงพูดถึงความยาวคลื่นที่มีความเข้มสูงสุด (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 กฎของวีนสามารถเขียนในรูปของสมการได้เป็น

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

จากกฎของวีน เราจะพบว่าดวงอาทิตย์มีอุณหภูมิพื้นผิว 5800 K จะมี peak intensity อยู่ที่ประมาณ 500 nm ซึ่งอยู่ในช่วงความยาวคลื่นสีเขียว เราอาจจะคิดว่าดวงอาทิตย์ควรจะมีสีเขียว แต่หากเราพิจารณาจากรูปที่ 6.2 แล้ว เราจะพบว่า สเปกตรัมของดวงอาทิตย์นั้น นอกจากแสงสีเขียวแล้วยังจำเป็นที่จะต้องมีส่วนของแสงสีแดงและสีน้ำเงินเข้ามาด้วยอย่างเลี่ยงไม่ได้ นี่เป็นเหตุผลว่า



รูปที่ 6.3: ภาพแสดงการเกิดแสงประเภทต่างๆ (ซ้าย) แสงจากการปล่อยรังสีของวัตถุดำจะมีแถบสเปกตรัมอย่างต่อเนื่อง (กลาง) ก๊าซเย็นที่อยู่ข้างหน้าแหล่งกำเนิดแสงจะสามารถดูดกลืนแสงในบางความถี่ได้ เป็นแถบ Absorption Line (ขวา) ก๊าซร้อนจะแผ่รังสีออกมาเป็น Emission Line

ทำไมดวงอาทิตย์เวลาเที่ยงวันของเราจึงมีสีขาว และเป็นเหตุผลว่าทำไมเราจึงมีดาวสีแดง ดาวสีน้ำเงิน แต่ไม่สามารถมีดาวสีเขียวได้

6.3 แถบการดูดกลืนและการเปล่งแสง (Absorption & Emission Line)

จากที่ได้กล่าวเอาไว้ข้างต้นว่า เฉพาะวัตถุดำในอุดมคติเท่านั้น ที่มีการแผ่รังสีแบบความร้อนเป็นแบบการแผ่รังสีของวัตถุดำ เราอาจจะพบว่าวัตถุต่างๆ มากมายในโลกที่ไม่ได้มีสีแปรผันตามกับอุณหภูมิ ทั้งนี้ก็เป็นเพราะ นอกจากการแผ่รังสีแบบวัตถุดำแล้ว วัตถุหลายๆ ชนิดยังสามารถมีการดูดกลืนและเปล่งแสงที่เฉพาะเจาะจงในบางความถี่ของคลื่นแสงอีกด้วย

6.3.1 การเปล่งแสง (Emission)

ในกลุ่มก้อนก๊าซใดๆ ก็ตาม จะเกิดการชนกันของอะตอมภายในกลุ่มก้อนก๊าซนั้นอย่างต่อเนื่อง ในบางครั้งการชนกันก็มีพลังงานเพียงพอที่จะทำให้อิเล็กตรอนในระดับชั้นพลังงานหนึ่งก้าวข้ามขึ้นไปอีกระดับชั้นพลังงานที่สูงกว่า

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) และเรียกสเปกตรัมที่หายไปบางส่วนว่า แถบการดูดกลืนแสง (Absorption Line)

การดูดกลืนแสงเป็นกระบวนการเกี่ยวกับการเปล่งแสง เพียงแต่เกิดขึ้นสวนทางกัน กล่าวคือ อิเล็กตรอนที่อยู่ในระดับพลังงานที่ต่ำ ได้รับพลังงานในรูปของแสงที่ความยาวคลื่นค่าหนึ่ง 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 และดวงอาทิตย์ตอนใกล้ลับขอบฟ้าเป็นสีแดง ที่เป็นเช่นนี้นั้นเป็นเพราะว่า แสงในทุกความถี่มีอัตราการกระเจิงที่ไม่เท่ากัน โดยแสงที่มีความถี่สูง (แสงสีฟ้า) จะมีอัตราการกระเจิงที่สูงกว่า บนท้องฟ้าจึงมีแสงสีฟ้ามากกว่า ท้องฟ้าจะเป็นสีฟ้าเช่นเดียวกัน ดวงอาทิตย์บริเวณขอบฟ้าผ่านชั้นบรรยากาศที่หนากว่า หมายความว่าสเปกตรัมแสงสีฟ้าได้กระเจิงไปเกือบหมดแล้ว จึงเหลือแต่แสงสีแดงให้เราเห็นเป็นแสงสนธยา

ในลักษณะเดียวกับแสงสนธยา ในบางครั้งมีก๊าซจำนวนมากอยู่ระหว่างผู้สังเกตกับดาวที่กำลังสังเกต การกระเจิงของแสงนี้ทำให้แสงสีฟ้ามีความเข้มลดลงในอัตราที่มากกว่าแสงสีแดง เป็นผลทำให้ดาวที่สังเกตมีลักษณะแดงกว่าความเป็นจริง เราเรียกปรากฏการณ์นี้ว่า Interstellar Reddening

6.3.4 การเลื่อนทางแดง (Redshift)

บนโลก เราทราบว่าเมื่อวัตถุซึ่งเป็นต้นกำเนิดของเสียงเกิดการเคลื่อนที่เมื่อเทียบกับผู้สังเกต ความถี่ของเสียงที่ผู้สังเกตได้ยินจะเปลี่ยนแปลงไปตามทิศทางและความเร็วของแหล่งกำเนิด ผู้สังเกตที่ได้ยินเสียงรถกำลังวิ่งเข้ามาหาจะได้ยินเสียงในความถี่ที่สูงขึ้น และลด

ต่ำลงเมื่อรถกำลังวิ่งห่างออกไป เราเรียกปรากฏการณ์นี้ว่าปรากฏการณ์ดอปเปลอร์ (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 และเราสังเกตวัตถุนี้อีกครั้งโดยผ่านฉากที่ทำให้เกิด scattering เราจะเห็นสเปกตรัมของวัตถุนี้เปลี่ยนไปโดยแสงสีฟ้าจะหรือสีไปมากกว่าแสงสีแดง 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 ได้ง่ายดายเป็นจากการหาเส้นสเปกตรัมของธาตุที่เรารู้จักบนโลก และเทียบเส้นนั้นกับที่สังเกตเห็นบนวัตถุ

ประโยชน์ที่สำคัญที่สุดของการวัดค่า z ก็คือความสามารถหาความเร็วของวัตถุได้ เราพบว่าที่ค่า z ต่ำๆ (วัตถุมีความเร็วช้าเมื่อเทียบกับความเร็วแสง) เราสามารถหาความเร็วของวัตถุได้จากสมการ

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

ทั้งนี้ ความเร็ว v ที่หาได้จากการคำนวณ redshift เป็นเพียงความเร็วในทิศทางเดียวกับเส้นสายตาเท่านั้น

¹ในชีวิตประจำวัน เราไม่สามารถสังเกตเห็นวัตถุเปลี่ยนสีได้ เนื่องจากความเร็วที่ต้องใช้ในการเปลี่ยนสีที่สามารถสังเกตได้ด้วยตา ต้องใช้ความเร็วที่สูงเกินกว่าที่ในชีวิตประจำวันจะเจอ

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 เมื่อ $v > 0.6c$ นอกจากนี้ ยังมีปรากฏการณ์อื่นอีกที่ทำให้เกิด redshift เช่น cosmological redshift ซึ่งไม่เกี่ยวกับการเคลื่อนที่ของแหล่งกำเนิดแสง

การหา redshift มีประโยชน์อย่างมากกับวงการดาราศาสตร์ เช่น ทำให้เราสามารถคำนวณหาความเร็วของดาวฤกษ์ในแนวเส้นสายตา (ซึ่งนับว่าง่ายกว่าการคำนวณ proper motion มาก) สามารถคำนวณอัตราการหมุนของวงแหวนดาวเสาร์ สามารถคำนวณอัตราการหมุนของวงแหวนกาแล็กซีที่เทียบที่ระยะทางจากศูนย์กลาง (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 ย่อมที่จะน้อยลงไป ตามลำดับ) ย่อมหมายถึงระยะเวลาเปิดหน้ากล้องที่ยาวยิ่งขึ้น

6.5 Filter ทางดาราศาสตร์ (Astronomical Filter)

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

อย่างไรก็ตาม เราสามารถทำการศึกษาการเปลี่ยนแปลงสเปกตรัมของแสงได้ โดยการใช้ประโยชน์จากการแผ่รังสีของดาวซึ่งมีลักษณะคล้ายกับวัตถุดำ และการใช้ฟิลเตอร์ทางดาราศาสตร์ประกอบ

จากรูปที่ 6.2 เราเห็นได้ว่า หากเราเลือกสังเกตที่ความยาวคลื่นที่ต่างกันสองความยาวคลื่น เราสามารถหาอัตราส่วนของความเข้มของแสงที่ความยาวคลื่นที่ต่างกัน และอัตราส่วนนั้นจะสะท้อนถึงอุณหภูมิของวัตถุเพียงอุณหภูมิเดียว นั่นคือ เราไม่จำเป็นต้องทำการศึกษาสเปกตรัมทั้งหมดของดาวฤกษ์ เพียงเพื่อจะหาอุณหภูมิของพื้นผิว เราเพียงแต่ต้องการศึกษาความเข้มของแสงในช่วงความยาวคลื่นที่ต่างสองภาพเท่านั้นเอง

Filter หรือตัวกรองแสงคืออุปกรณ์ที่กั้นไม่ให้แสงผ่านยกเว้นแต่บางช่วงความยาวคลื่น เช่น กระจาดายแก้วสีแดงกั้นแสงสีฟ้าและสีม่วงส่วนมาก แต่ปล่อยให้แสงสีแดงผ่านได้ เป็นเหตุให้เราเห็นทุกอย่างเป็นสีแดงผ่านกระจาดายแก้วแดง filter ก็มีลักษณะที่คล้ายกัน แต่ filter ทางดาราศาสตร์มักจะมีช่วงความยาวคลื่นที่ปล่อยให้ผ่านได้แคบกว่า 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 ที่ปล่อยให้แสงในช่วงที่กลางแสงที่ตามองเห็นผ่าน อยู่ที่ความยาวคลื่น 551 nm
- R - ย่อมาจาก “Red” อยู่ในช่วงแสงสีแดง ที่ความยาวคลื่น 658 nm
- I - ย่อมาจาก “Infrared” อยู่ในช่วง Infrared ที่ความยาวคลื่น 806 nm

Color Index

จากที่กล่าวไปแล้วว่า เราสามารถหาอุณหภูมิพื้นผิวของวัตถุดำได้ จากการศึกษา “สี” ของ black-body spectrum เราจึงสามารถคำนวณอุณหภูมิพื้นผิวได้ จากการเปรียบเทียบความเข้มของแสงที่สองความยาวคลื่น แต่เนื่องจากนักดาราศาสตร์ส่วนมากทำการ

ศึกษาอุณหภูมิโดยใช้ filter ระบบ UBVRl 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 เทียบเท่ากับอุณหภูมิพื้นผิว 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

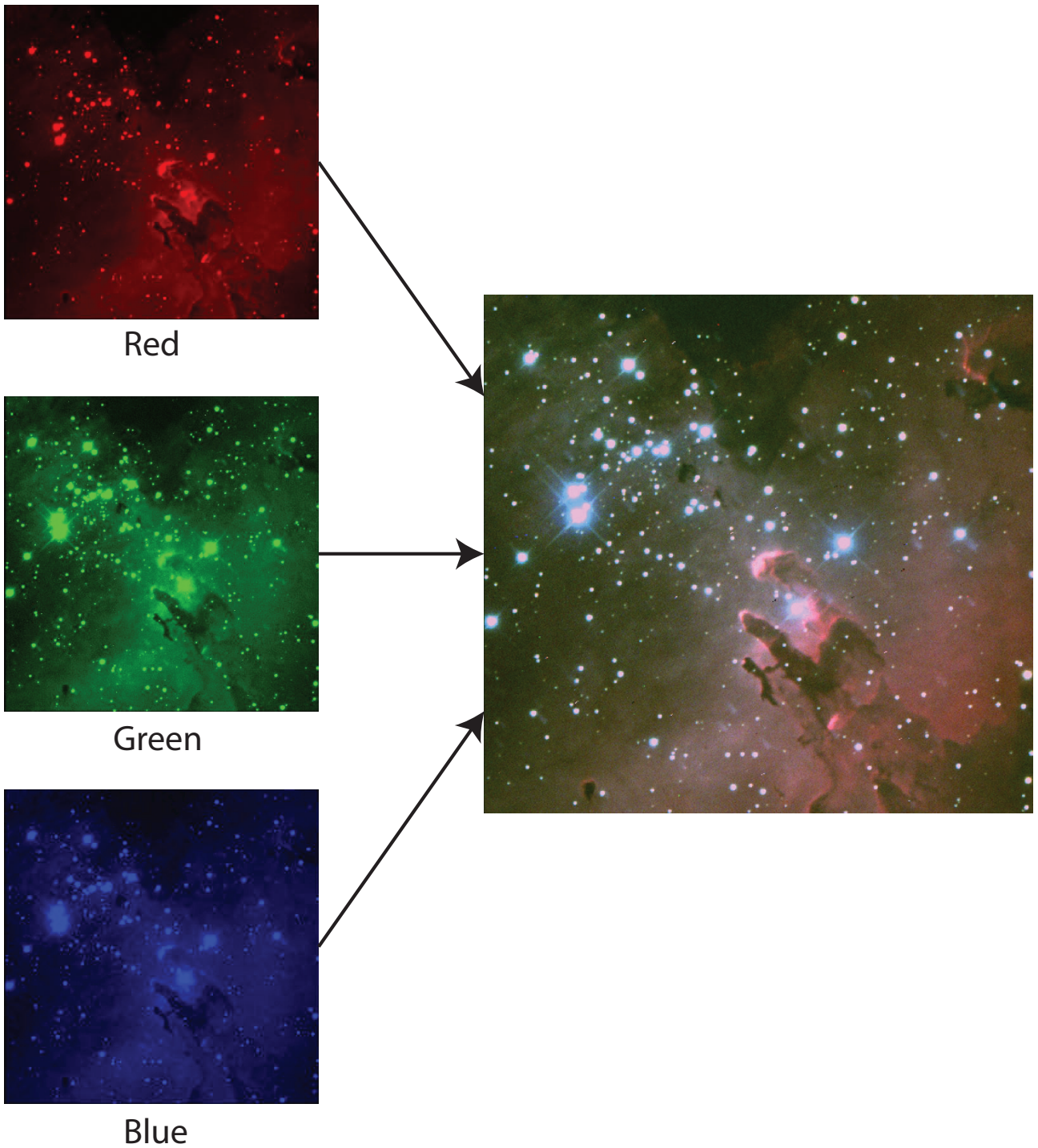
ในการทำภาพสีทางดาราศาสตร์ เรามักจะรวมภาพที่ได้ในช่วงคลื่นสีแดง เขียว และน้ำเงินเข้าด้วยกัน เพื่อจำลองแม่สีของแสง และสีที่เรตินาในดวงตาของมนุษย์เห็น โดย Red, Green, Blue Filters นี้ อาจจะมีช่วงความยาวคลื่นที่ใกล้เคียงกับ filter B, V, และ R ในระบบ UBVRl แต่ว่า Red, Green, และ Blue นี้ถูกสร้างมาเพื่อการถ่ายภาพ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

ส่วนของ LUM Filter นั้น ย่อมาจาก Luminance นั่นคือ Filter ที่ปล่อยให้แสงเข้ามาได้มากที่สุด เหมาะกับการถ่ายภาพวัตถุที่มีแสงน้อย หรือการศึกษาที่สนใจเพียงตำแหน่งโดยไม่เน้นการวัด Photometry และในบางครั้งการรวมภาพ RGB เพื่อทำภาพสีการรวมภาพจาก Lum filter เข้าไปด้วยจะทำให้ภาพที่ได้มี contrast และความสว่างที่เข้มกว่า

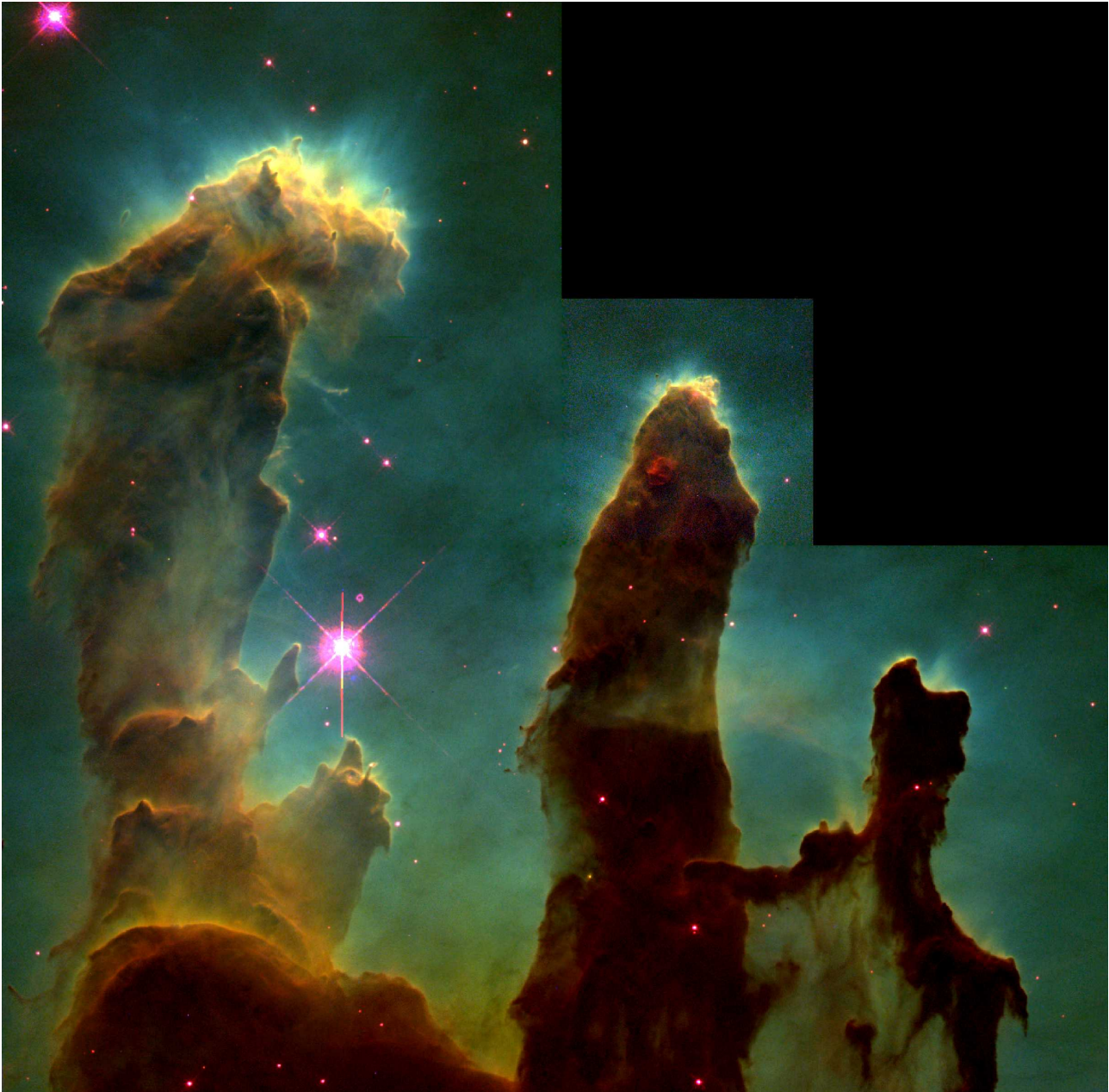
6.5.3 filter ประเภทอื่นๆ

ในบางครั้งเราอาจจะสนใจที่จะทำการศึกษาโดยใช้ filter ที่กรองแสงประเภทอื่นเป็นพิเศษ เช่น ในการศึกษาดวงอาทิตย์จำเป็นต้องใช้ Solar Filter เพื่อป้องกันไม่ให้อุปกรณ์ได้รับการเสียหาย, H- α Filter เพื่อศึกษาเฉพาะแสงที่ออกมาจากธาตุ Hydrogen, Oxygen-III Filter เพื่อดูแสงจากออกซิเจนในเนบิวลา, Polarizing Filter เพื่อศึกษา polarization ของแสงผ่านกลุ่มก๊าซ, ฯลฯ เช่น ภาพถ่ายจาก HST (รูปที่ 6.5) ใช้ filter เพื่อแสดงถึงบริเวณที่มีธาตุ ไฮโดรเจน (H), กำมะถัน (S^+) และ ออกซิเจน (O^{2+})

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



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



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 ส่งเป็นแรงขับเคลื่อนคอยผลักอะตอมทุกอย่างออกไป แรงโน้มถ่วงเป็นตัวขับเคลื่อนให้เกิดปฏิกิริยานิวเคลียร์ฟิวชัน แต่ปฏิกิริยาฟิวชันก็คอยต้านไม่ให้ดาวยุบตัวลงด้วยแรงโน้มถ่วง

สมดุลระหว่างแรงสองแรงนี้ถึงแม้ดูเหมือนจะอยู่ไปชั่วกัลปาวสานเมื่อเทียบกับอายุของมนุษย์ แต่เมื่อเทียบกับอายุของดาวแล้ว นี่เป็นเสถียรภาพที่อยู่ได้ไม่นานและมีแต่จะจบลงด้วยหายนะ เนื่องจากเชื้อเพลิงฟิวชันมีแต่จะหมดไป เราอาจเปรียบดาวได้กับคนที่กินมรดกเก่าที่ได้มาแต่กำเนิด โดยไม่มีการหาใหม่ มีแต่รอคอยวันเวลาที่มรดกนั้นจะหมดไป

ดาวฤกษ์ทุกดวงก็คือก้อนเตาปฏิกรณ์นิวเคลียร์ฟิวชันขนาดยักษ์ ถึงแม้ว่าดาวฤกษ์จะร้อน และอยู่ไกลมาก แต่เราก็สามารถศึกษาดาวฤกษ์ได้จากการศึกษาแสงที่ดาวฤกษ์เปล่งออกมาในรูปแบบของสเปกตรัมของดาวฤกษ์ (บทที่ 6) และถึงแม้ว่าอายุขัยของดาวฤกษ์จะยาวนานมากเมื่อเทียบกับอายุของมนุษย์ แต่เราก็สามารถทำความเข้าใจในวิวัฒนาการและวงจรชีวิตของดาวฤกษ์ได้ จากการศึกษาดาวฤกษ์ในช่วงอายุต่างๆ 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 แสดงเส้นไฮโดรเจนที่

เข้มนที่สุด type B แสดงเส้นที่รองลงมา ไปจนถึง type O

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

ในสมัยนั้น นักดาราศาสตร์ไม่สามารถอธิบายได้ว่าทำไมดาวฤกษ์จึงมีเส้นสเปกตรัมที่ไม่เหมือนกัน และทำไมจึงต้องมีการเรียงลำดับตาม OBAFGKM นักดาราศาสตร์คาดว่าน่าจะเป็นเกิดจากองค์ประกอบของดาวฤกษ์ที่ไม่เหมือนกัน 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 และไม่มี ความแตกต่างกันอย่างนัยสำคัญ 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)

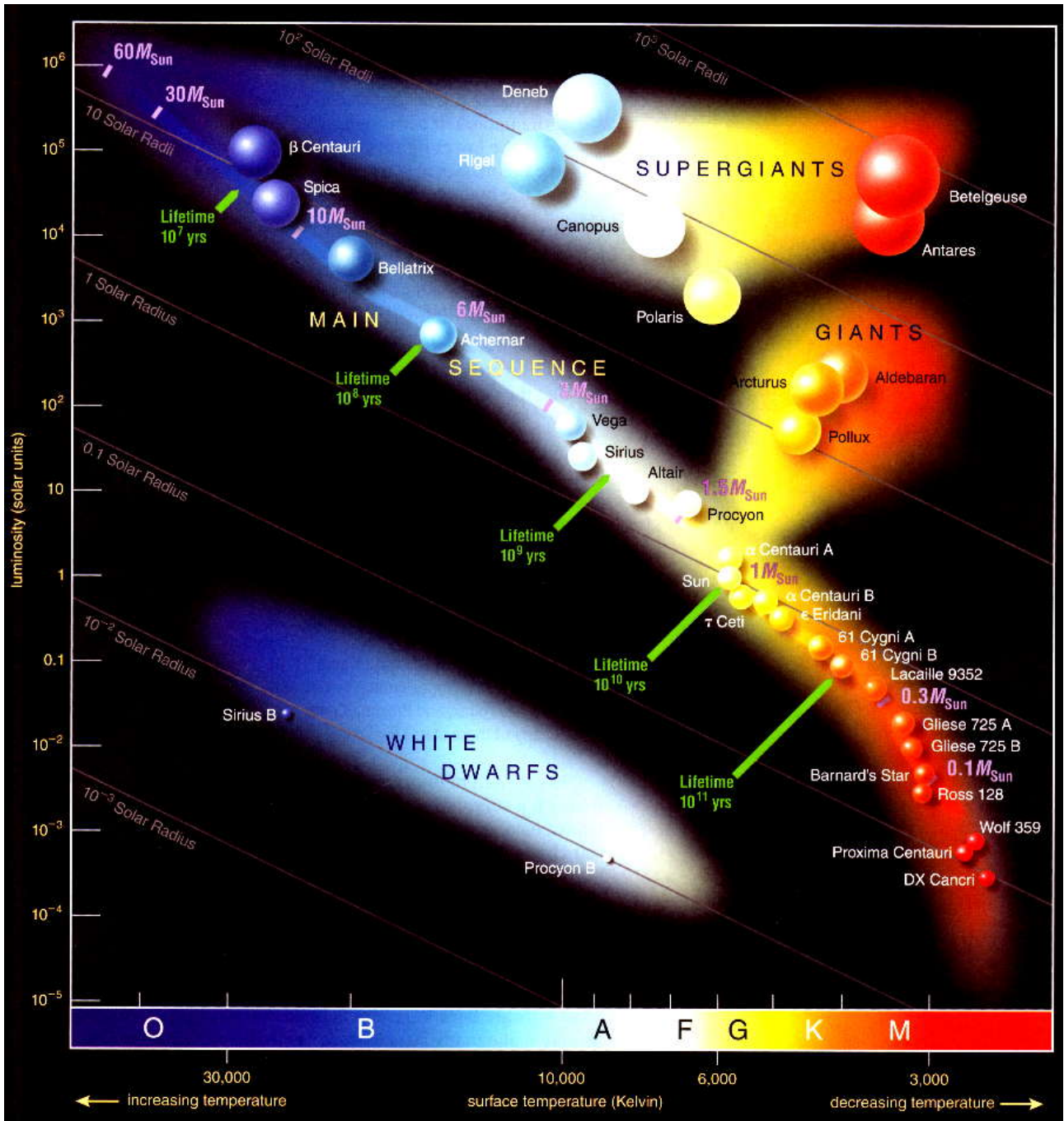
หากเราสร้างแผนภูมิโดยนำเอาอุณหภูมิพื้นผิวของดาวแต่ละดวง มาพล็อตกับกำลังส่องสว่างของดาว เราจะพบว่าดาวฤกษ์บนท้องฟ้าไม่ได้มีค่ากำลังส่องสว่างและอุณหภูมิค่าใดก็ได้ แต่พบว่าจะมีความสัมพันธ์กันเป็นกลุ่มๆ เราสามารถแยกประเภทของดาวได้จากการจัดกลุ่มนี้ เราเรียกแผนภูมินี้ว่า แผนภูมิเฮิร์ตซปรุง-รัสเซลล์ (Hertzsprung-Russell 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 เส้นแนวทแยงมุมจากบนซ้ายลงไปยังล่างขวาเป็นดาวในลำดับหลัก (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) มีลักษณะเป็นแถบจากบนซ้ายลงไปยังล่างขวา เราเรียกว่า “แถบลำดับหลัก” (Main Sequence Curve) เราจะพบว่า ดาวฤกษ์ใช้เวลาเกือบทั้งหมดของอายุขัยของดาวอยู่ในลักษณะของดาวในลำดับหลัก (ดวงอาทิตย์ของเราก็เป็นดาวในลำดับหลัก) ด้วยเหตุนี้ทำให้ดาวที่เราเห็นส่วนมากบนท้องฟ้าเป็นดาวในลำดับหลักเช่นเดียวกัน สิ่งหนึ่งที่ดาวในลำดับหลักทุกดวงบนท้องฟ้ามีเหมือนกันก็คือ ดาวในลำดับหลักสามารถส่องสว่างได้เพราะกำลังเกิดปฏิกิริยานิวเคลียร์ฟิวชั่นรวมธาตุไฮโดรเจนเป็นฮีเลียมอยู่ในแกนกลางของดาว เช่นเดียวกับดวงอาทิตย์



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

ดาวฤกษ์ทุกดวงบนท้องฟ้าเริ่มส่องสว่างเป็นครั้งแรกในลักษณะของดาวลำดับหลัก เมื่อกลุ่มก้อนก๊าซเนบิวลาในกระจุกดาวเปิดเกิดการรวมตัวกันหนาแน่นเพียงพอ แรงดึงดูดภายในก้อนก๊าซมีความแรงพอที่เริ่มต้นให้ธาตุไฮโดรเจนในแกนกลางเกิดปฏิกิริยาฟิวชั่นขึ้นเป็นครั้งแรก จึงเปลี่ยนจากสถานะจาก protostar กลายเป็น main sequence star เริ่มลุกสว่างขึ้นเป็นครั้งแรก ในรูปของดาวในลำดับหลัก

7.3.1 มวลของดาวในลำดับหลัก

ดาวฤกษ์ทุกดวงบนท้องฟ้าไม่ได้เกิดมาเท่าเทียมกัน บางดวงเกิดมาพร้อมกับมวลที่มากกว่า และบางดวงเกิดมาพร้อมกับมวลที่น้อยกว่า ทั้งความสว่าง อุณหภูมิ อายุขัย และชะตากรรมของดาวในอนาคตถูกขีดเขียนเอาไว้ตั้งแต่กำเนิด ในรูปของมวลของดาว

เนื่องจากดาวในลำดับหลักทุกดวงสามารถส่องสว่างได้เพราะปฏิกิริยานิวเคลียร์ฟิวชั่นของไฮโดรเจนเกิดขึ้นในแกนกลางของดาว ความสว่างของดาวจึงขึ้นอยู่กับอัตราการเกิดปฏิกิริยานิวเคลียร์ฟิวชั่นในแกนกลาง ปฏิกิริยานี้ถูกผลักดันด้วยแรงโน้มถ่วง ดังนั้นดาวในลำดับหลักที่มีมวลมากกว่าจะมีกำลังส่องสว่างที่มากกว่า

นอกจากนี้ เมื่อมวลที่เพิ่มขึ้นทำให้อัตราการเกิดปฏิกิริยาฟิวชั่นเพิ่มขึ้น อุณหภูมิพื้นผิวของดาวในลำดับหลักก็จะเพิ่มขึ้นตามมวลเช่นเดียวกัน

หากเราเทียบระหว่างดาวในลำดับหลัก 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 ไม่ช้าก็เร็วดาวในลำดับหลักทุกดวงก็จะไม่สามารถคงปฏิกิริยาฟิวชั่นในแกนกลางของดาวได้อีกต่อไป 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 เนื่องจากดวงอาทิตย์ของเรา มีอายุขัยอยู่ที่ประมาณ 1 หมื่นล้านปี ดาวที่มีมวล $10 M_{\odot}$ จะมีอายุขัยอยู่ที่ประมาณ สิบล้านปีเพียงเท่านั้น

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 หลังจากที่ไฮโดรเจนในแกนกลางได้หมดไปแล้วหรือไม่

7.4.1 ดาวมวลน้อย (Low-Mass Stars)

ปัญหาอย่างหนึ่งของดาวฤกษ์ที่มีมวลน้อยระดับ $0.1 M_{\odot}$ ก็คือ เรายังไม่พบดาวฤกษ์มวลขนาดนี้ดวงใดที่หมดอายุขัยในลำดับหลัก! ที่เป็นเช่นนี้เนื่องจากว่าดาวลำดับหลักที่มีมวลขนาดนี้จะมีอายุขัยที่ยืนยาวกว่าอายุของเอกภพในปัจจุบัน (จากสมการ (7.2) พบว่าดาวที่มีมวล $0.1 M_{\odot}$ จะมีอายุขัยประมาณ 3 ล้านล้านปี เทียบกับอายุขัยของเอกภพที่มีเพียง 1 หมื่นล้านปี) ดาวลำดับหลักมวล $0.1 M_{\odot}$ ทุกดวงจึงยังคงคุโชนอยู่ แต่เราเชื่อว่าในที่สุดดาวเหล่านี้จะยุบตัวลงเป็นดาวแคระขาว ในอีกหกถึงสิบล้านล้านปี

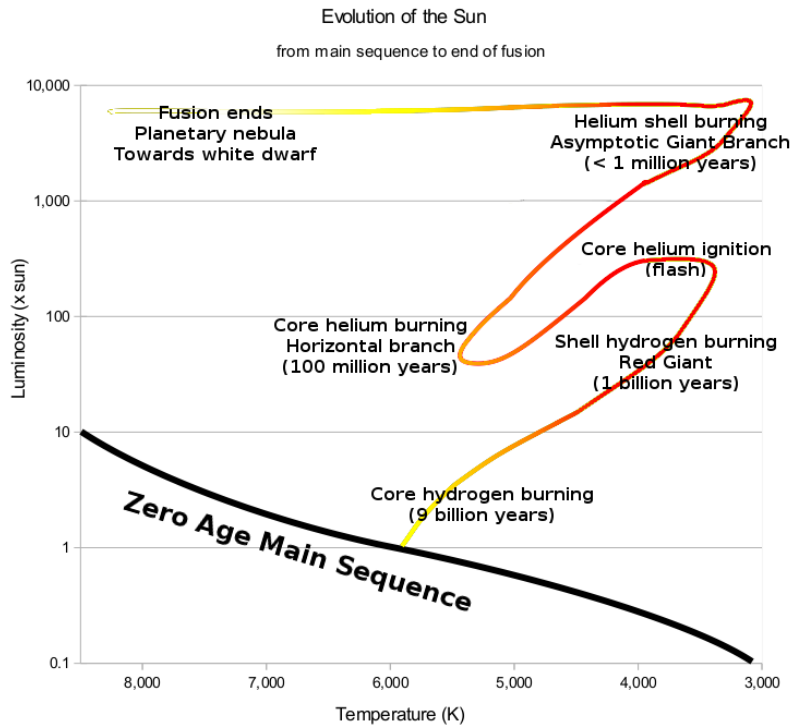
ดาวลำดับหลักที่มีมวลระดับใกล้เคียง $0.5 M_{\odot}$ อาจจะเริ่มเกิดปฏิกิริยาฟิวชั่นของไฮโดรเจนบริเวณพื้นผิวของแกนกลางที่เต็มไปด้วยฮีเลียม แต่ปฏิกิริยาฟิวชั่นในบริเวณนี้จะทำให้ผิวชั้นนอกของดาวขยายตัวออก และเย็นลง การขยายตัวออกทำให้กำลังส่องสว่างเพิ่มขึ้น ดาวจึงเลื่อนขึ้นบน H-R Diagram และไปทางขวาเล็กน้อย 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 จนกระทั่งฮีเลียมในแกนกลางเริ่มหมดจนเกิดการเผาฮีเลียมรอบๆ แกนคาร์บอนอีกครั้ง ดาวจึงเพิ่มขนาด สว่างขึ้น และอุณหภูมิลดลง จนกระทั่งๆ ผิวชั้นนอกของดาวค่อยๆ ขยายตัวออกไป เป็นเนบิวลาดาวเคราะห์ และเมื่อก๊าซรอบๆ ในเนบิวลาดาวเคราะห์พุ่งออกไปหมด จึงเหลือเพียงแกนกลางที่กลายเป็นดาวแคระขาว (รูปที่ 7.2)

7.4.3 ดาวมวลมาก (Massive Stars)

ดาวที่มีมวลมากกว่า $10 M_{\odot}$ ขึ้นไปจะมีมวลมากพอที่ปฏิกิริยาฟิวชั่นของฮีเลียมในแกนกลางสามารถเริ่มขึ้นได้พร้อมๆ กับปฏิกิริยาฟิวชั่นของไฮโดรเจนรอบๆ ผิวของแกน ดาวในกลุ่มนี้จะมีการพองตัวและเย็นตัวลงเช่นกัน และเนื่องจากว่าดาวมวลมากมีขนาดใหญ่



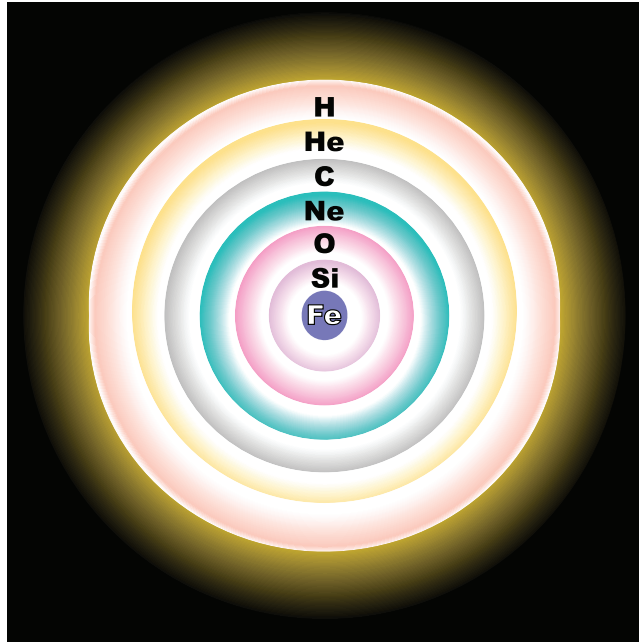
รูปที่ 7.2: วิวัฒนาการของดาวลำดับหลักที่มีมวลใกล้เคียงกับดวงอาทิตย์

อยู่แล้ว จึงพองตัวใหญ่ขึ้นเป็นดาวยักษ์ใหญ่ (supergiant)

ดาวที่มีมวลมากขึ้นอาจจะมีแรงโน้มถ่วงมากเพียงพอที่ทำให้เกิดปฏิกิริยานิวเคลียร์ฟิวชั่นของธาตุที่หนักกว่า ฮีเลียมขึ้นไป เป็นคาร์บอน นีออน ออกซิเจน ซิลิกอน และดาวที่มีมวลมากที่สุดจะมีแกนชั้นในสุดเป็นแร่เหล็ก แกนกลางของดาวเหล่านี้มีลักษณะเป็นชั้นๆ ประกอบด้วยธาตุต่างๆ ลดหล่นกันไป ในลักษณะคล้ายๆ หัวหอม (รูปที่ 7.3)

บั้นปลายท้ายสุดของดาวจำพวกนี้จะเกิดการยุบตัวของแกนกลาง เมื่อเชื้อเพลิงฟิวชั่นเริ่มหมดไป และแกนกลางของดาวไม่สามารถคงเสถียรภาพของแรงโน้มถ่วงของดาวได้อีก เกิดเป็น supernova ประเภทที่เกิดจากการยุบตัวของแกนกลาง

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



รูปที่ 7.3: แกนกลางของดาวฤกษ์ขนาดยักษ์ก่อนจะยุบตัวลง จะมีลักษณะเป็นชั้นๆ คล้ายหัวหอม โดยในแต่ละชั้นมีธาตุที่หนักขึ้นเรื่อยๆ ไปจนถึงธาตุเหล็ก

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 และระเบิดออกทิ้งเศษ "ขี้เถ้า" ที่หลงเหลือจากเตาปฏิกรณ์ฟิวชันไปในกาแล็กซี และเศษ "ขี้เถ้า" จากเตาปฏิกรณ์นี้รวมกับก๊าซอื่นในกาแล็กซี ยุบตัวลงเป็นดาวดวงใหม่ กระบวนการนี้เกิดขึ้นซ้ำแล้วซ้ำเล่า จนกระทั่งปริมาณ "ขี้เถ้า" สะสมมากพอจนกลายเป็นระบบสุริยะของเรา เราอาจกล่าวได้ว่า ทุกโมเลกุลในร่างกายของเราเคยเป็นส่วนหนึ่งของแกนกลางของดาว

ธาตุที่หนักกว่าเหล็ก (Fe) ไม่สามารถสร้างได้ในดาวฤกษ์ทั่วไป แต่สามารถเกิดขึ้นได้จากการเกิดการระเบิดตัวของ supernova เท่านั้น ซึ่งเป็นเหตุผลหนึ่งว่าทำไมโลหะมีค่าจึงหาได้ยากในเอกภพ

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

ดาวฤกษ์ไม่สามารถเกิดได้ทีเดียว เราพบว่าในการจะสร้างดาวฤกษ์นั้น เอกภพไม่ได้สร้างมาเพียงทีละดวง แต่สร้างมาพร้อมกันเป็นร้อย หรือเป็นล้านดวง และแต่ละดวงมีมวลที่แตกต่างกันไป

H-R Diagram มีประโยชน์เป็นอย่างยิ่งกับการศึกษากระจุกดาว (รูปที่ 7.4) ทั้งนี้เป็นเพราะว่าดาวทุกดวงในกระจุกดาวมีระยะห่างถึงผู้สังเกตที่ใกล้เคียงกัน ดังนั้นเราจึงสามารถแทนแกน y ของ H-R Diagram ด้วยแมกนิจูดปรากฏได้ เนื่องจากว่าแมกนิจูด



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

ปรากฏ ต่างจากแมกนิจูดสัมบูรณ์¹ เท่ากับโมดูลัสระยะทาง กล่าวคือ กราฟ H-R Diagram ของกระจุกดาวโดยใช้แกน y เป็นแมกนิจูดปรากฏ ต่างกับการใช้แมกนิจูดสัมบูรณ์โดยการเลื่อนกราฟขึ้นลงด้วยค่าคงที่ค่าหนึ่งเท่านั้น เราจึงสามารถหา H-R Diagram ของกระจุกดาวได้ โดยไม่จำเป็นต้องรู้ระยะทางถึงกระจุกดาว

คุณสมบัติสำคัญอีกอย่างหนึ่งของกระจุกดาวก็คือ ดาวทุกดวงในกระจุกดาวเกิดขึ้นมาพร้อมกัน นั่นหมายความว่าเราสามารถสังเกตดาวทั้งหมดในกระจุกดาว ณ ช่วงอายุที่เป็นเวลาเท่ากับอายุของกระจุกดาว กล่าวคือหากเราทราบอายุของดาวสักดวงหนึ่งในกระจุกดาว เราก็จะทราบอายุของดาวทุกดวงและอายุของกระจุกดาวนั้น

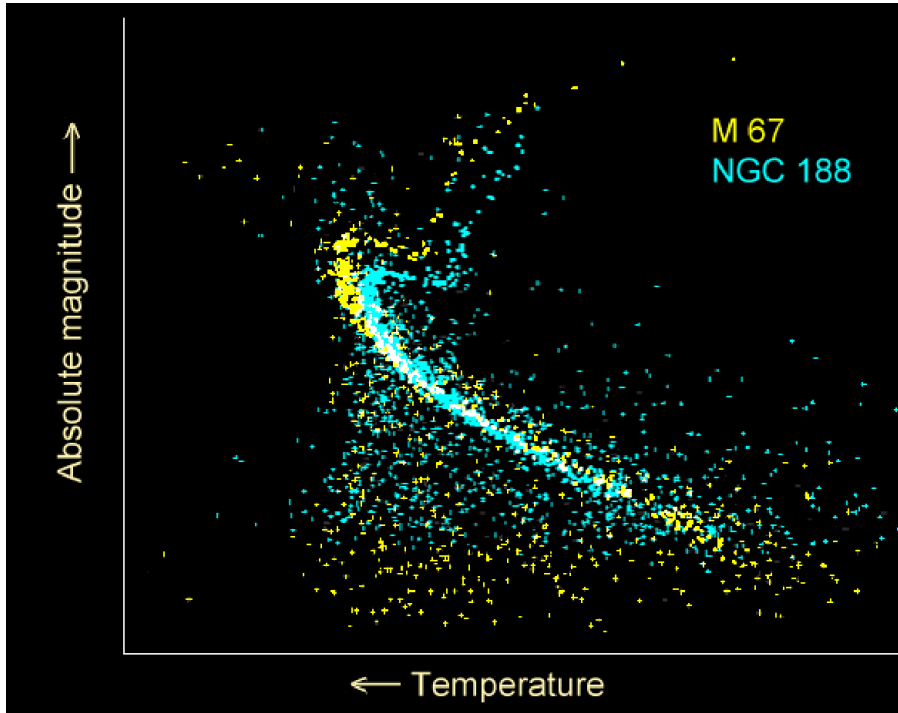
7.5.1 จุดเบนออกจากแถบลำดับหลัก (Main Sequence Turnoff Point)

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

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

รูปที่ 7.5 แสดงกระจุกดาวสองกระจุกดาว หากเราเทียบดาวในลำดับหลักที่มีมวลมากที่สุดจากกระจุกดาวทั้งสอง เราจะพบว่า M67 มีดาวในลำดับหลักที่มีมวลมากกว่า ในขณะที่ดาวที่มีมวลลำดับนั้นใน NGC188 ได้หายไปหมดแล้ว นั่นหมายความว่าอายุของ

¹ เนื่องจากแมกนิจูดสัมบูรณ์ แปรผันตามกับกำลังสองสว่าง เราจึงสามารถใช้แมกนิจูดสัมบูรณ์แทนกำลังสองสว่างได้



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

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 เมื่อก๊าซสามารถเย็นตัวลงได้ จึงสามารถยุบตัวลงได้เร็วกว่า ด้วยปริมาณมวลที่น้อยกว่า จึงทำให้กลุ่มก้อนก๊าซในยุคหลังๆ รวมตัวกันเป็นกระจุกดาวเปิดก่อนที่จะสามารถรวมตัวกันเป็นกระจุกดาวทรงกลมได้

บทที่ 8

การถ่ายภาพทางดาราศาสตร์ (Astrophotography)

ในอดีต การศึกษาทางดาราศาสตร์มักจะทำการศึกษาสังเกตด้วยตาเปล่า ทำให้ขีดจำกัดในการศึกษาค่อนข้างจำกัด และขึ้นอยู่กับความสามารถและความอดทนของผู้สังเกตเป็นอย่างมาก ในปัจจุบัน การถ่ายภาพทางดาราศาสตร์ได้มีการพัฒนาขึ้นมาก และมีบทบาทสำคัญอย่างยิ่งในการทำงานวิจัย นอกจากการถ่ายภาพจะง่ายต่อการนำไปวิเคราะห์แล้ว การถ่ายภาพทางดาราศาสตร์ยังสามารถใช้เป็นหลักฐานอย่างดีที่สามารถนำไปยืนยันผลการค้นคว้าของเราได้ นอกจากนี้แล้ว การถ่ายภาพก็ยังช่วยให้เราสามารถใช้สังเกตสิ่งอื่นๆ อีกมากมายที่เราไม่สามารถสังเกตได้ด้วยตาเปล่า

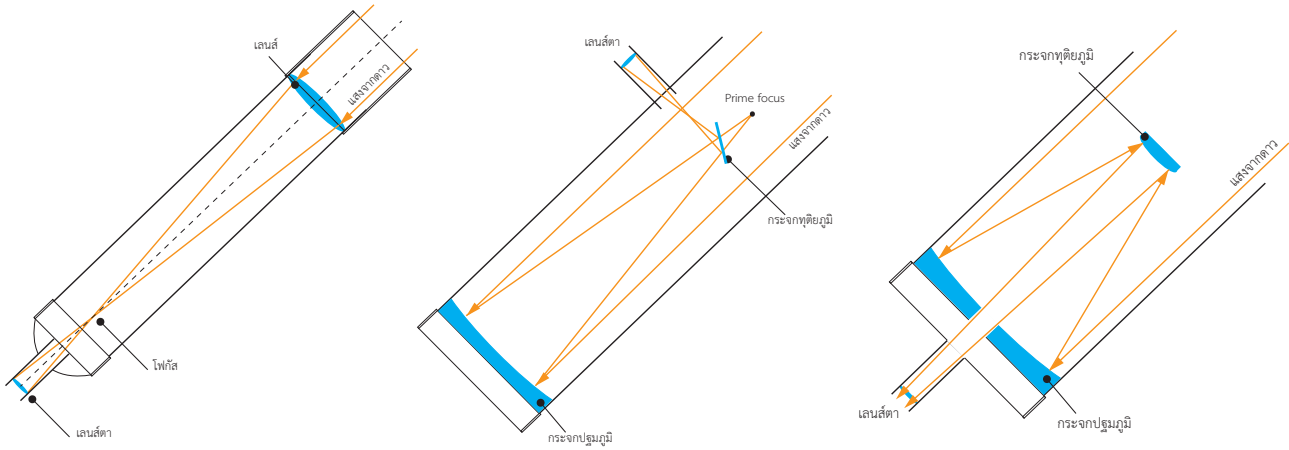
หากเราเปรียบเทียบแสงดาวเป็นเหมือนกับฝนที่ตกลงมา กล้องโทรทรรศน์ก็เปรียบเหมือนกับกรวยขนาดใหญ่ที่รวมน้ำฝนจากพื้นที่กว้างเข้ามาสู่ตาของเรา การถ่ายภาพทางดาราศาสตร์ก็เปรียบได้เหมือนกับการร่อนน้ำฝนนี้ลงไปบนภาชนะ เพื่อที่เราจะสามารถเก็บสะสมแสงดาวไว้มากพอ จนเราสามารถนำไปใช้ได้ปริมาณที่มากยิ่งขึ้น และสังเกตเห็นสิ่งที่ปรกติอาจจะไม่สามารถสังเกตได้ด้วยตาเปล่า

8.1 กล้องโทรทรรศน์ (Telescope)

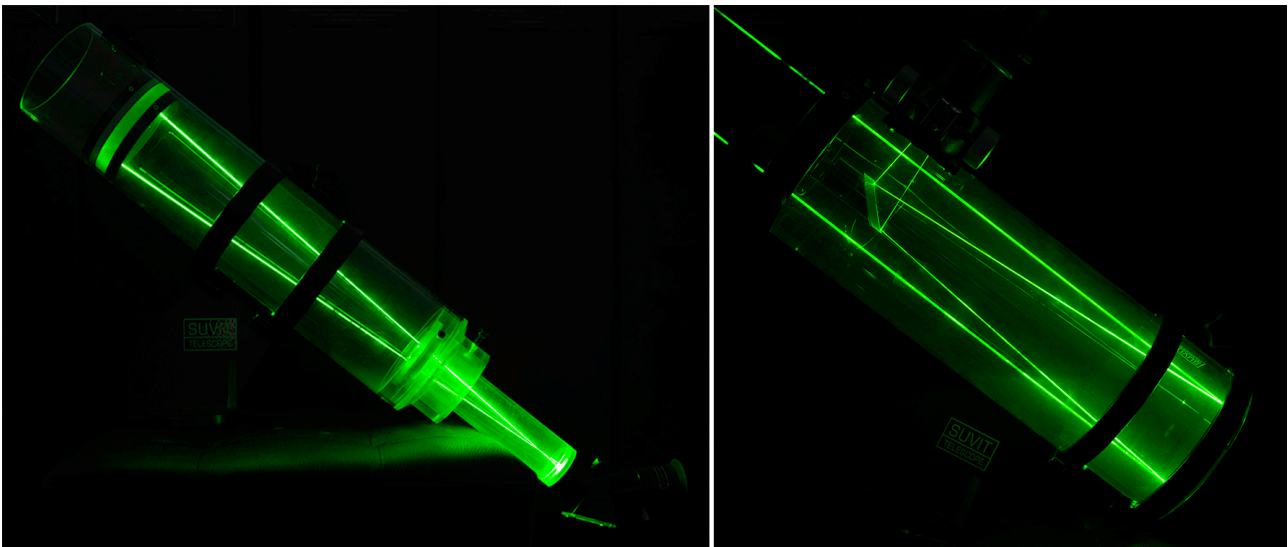
อุปกรณ์หลักในการศึกษาทางดาราศาสตร์ก็คือกล้องโทรทรรศน์ หน้าที่หลักของกล้องโทรทรรศน์ก็คือการรวมแสง และเพิ่มกำลังในการแยก (บทที่ 4.3) หลายคนมักจะเข้าใจผิด และถามเกี่ยวกับกล้องโทรทรรศน์ว่ามีกำลังขยายเท่าใด และสามารถมองได้ไกลแค่ไหน¹ แต่ว่าแท้จริงแล้ว กำลังขยายของกล้องโทรทรรศน์สามารถเปลี่ยนแปลง และเพิ่มได้ตามเลนส์ตาที่เราใส่เข้าไป และกล้องโทรทรรศน์ไม่ได้ทำให้สามารถมองได้ไกลขึ้น แต่กล้องโทรทรรศน์เพียงช่วยรวมแสงให้วัตถุที่จางๆ สามารถมองเห็นได้ความเข้มเพิ่มขึ้น เท่านั้นเอง

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

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



รูปที่ 8.2: ภาพแสดงให้เห็นเส้นเดินทางของแสงภายในกล้องโทรทรรศน์แบบหักเหแสง (ซ้าย) สะท้อนแสงแบบ Newtonian (ขวา) โดยภาพนี้ได้จากการเดินทางของแสงเลเซอร์ ภายในกล้องโทรทรรศน์ของจริง ที่ประกอบขึ้นจากวัสดุโปร่งแสงให้เห็นถึงภายใน

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 มีระบบคอมพิวเตอร์ควบคุมและคอยคำนวณการแปลงระบบพิกัดทั้งสองเองโดยอัตโนมัติ และระบบฐานตั้งกล้องโทรทรรศน์ทั้งสอง ไม่มีปัญหาใดในการระบุตำแหน่งและชี้ไปยังตำแหน่งของวัตถุท้องฟ้าที่เราต้องการศึกษา

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

เนื่องจากระบบ Equatorial Mount มีการอ้างอิงแกนหมุน ตามทิศการหมุนของโลก ในขั้นตอนการตามดาวของระบบฐานแบบนี้ จึงมักจะได้รับการตามดาวที่มีปัญหาน้อยกว่า เนื่องจากต้องหมุนเพียงในแกน RA ในขณะที่ระบบฐานแบบ Altazimuth จำเป็นต้องทำการคำนวณ และหมุนพร้อมกันทั้งสองแกนเพื่อติดตามวัตถุท้องฟ้า ณ ตำแหน่งหนึ่งๆ อย่างไรก็ตาม ฐานแบบ Altazimuth มักจะสามารถรองรับน้ำหนักได้มากกว่า ดังนั้นกล้องโทรทรรศน์ขนาดใหญ่ จึงมักจะเป็นแบบ Altazimuth อยู่เสมอ ในบางครั้ง เราอาจจะพบว่าภาพที่เราได้มีรอยแตกออกเล็กน้อย ซึ่งอาจเป็นไปได้ว่ามาจากขั้นตอนการ track ที่ไม่สมบูรณ์แบบของกล้อง

Dithering

ในการถ่ายภาพทางดาราศาสตร์ ในบางครั้งบางจุด pixel ของกล้องถ่ายภาพอาจจะมี defect บางอย่าง ที่ทำให้แสงในช่องนั้นผิดเพี้ยนไปบ้างเล็กน้อย เราสามารถลดปัญหานี้ได้โดยการถ่ายภาพหลายภาพให้แต่ละภาพมีการเลื่อนกันบ้างเล็กน้อย การทำเช่นนี้จะทำให้ pixel ที่เกิด defect ไม่ตกลงที่ตำแหน่งเดิมเสมอ และเมื่อเรานำภาพมา stack รวมกันภายหลังภาพที่ได้จะมีความแม่นยำมากยิ่งขึ้นเพราะบริเวณที่อาจจะเกิด defect ได้ถูกนำไปถัวเฉลี่ยกับอีกหลายภาพที่ไม่มี defect เราเรียกเทคนิคการเลื่อนกล้องเล็กน้อยระหว่างแต่ละภาพนี้ว่า 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 อาจจะไม่ตรงกับตำแหน่งที่กล้องเข้าใจว่ากำลังชี้อยู่บ้างเล็กน้อย ดังนั้นในระบบกล้องโทรทรรศน์หลายๆ ชนิด จะมีการทำการคำนวณภาพที่ได้ เทียบ WCS โดยประมาณกับฐานข้อมูล และทำการค้นหาดาวสว่างจากฐานข้อมูลและเปรียบเทียบดาวที่พบในภาพเพื่อระบุตำแหน่ง WCS โดยละเอียด ภาพที่ได้ทำการ Solve WCS แล้วจะมีความแม่นยำในพิกัดที่สูงกว่าเดิมมาก ดังนั้นก่อนที่จะนำพิกัดในภาพไปใช้ ควรจะมีการเช็คอยู่เสมอว่าพิกัดที่ได้มานั้น 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% (สามารถเปลี่ยนโฟตอน



รูปที่ 8.3: อุปกรณ์ตรวจวัดของดาวเทียม Kepler ประกอบด้วย CCD จำนวน 42 ชิ้น CCD แต่ละชิ้นมีขนาด 50×25 mm และมีความละเอียด 2200×1024 pixels (ภาพโดย โครงการกล้องโทรทรรศน์อวกาศ Kepler)

ที่รับเป็นสัญญาณได้ถึง 95%) ประสิทธิภาพในการดักจับแสงเกือบเท่ากับตลอดทุกความยาวคลื่น ความเป็น linearity ของสัญญาณที่ได้รับ (ให้สัญญาณสองเท่า เมื่อได้รับโฟตอนเพิ่มขึ้นเป็นสองเท่า เทียบกับฟิล์มซึ่งรับแสงได้น้อยลงเมื่อได้รับแสงมาแล้วจุดหนึ่ง) ความสะดวกในการใช้งาน สามารถนำมาใช้ใหม่ได้ ฯลฯ

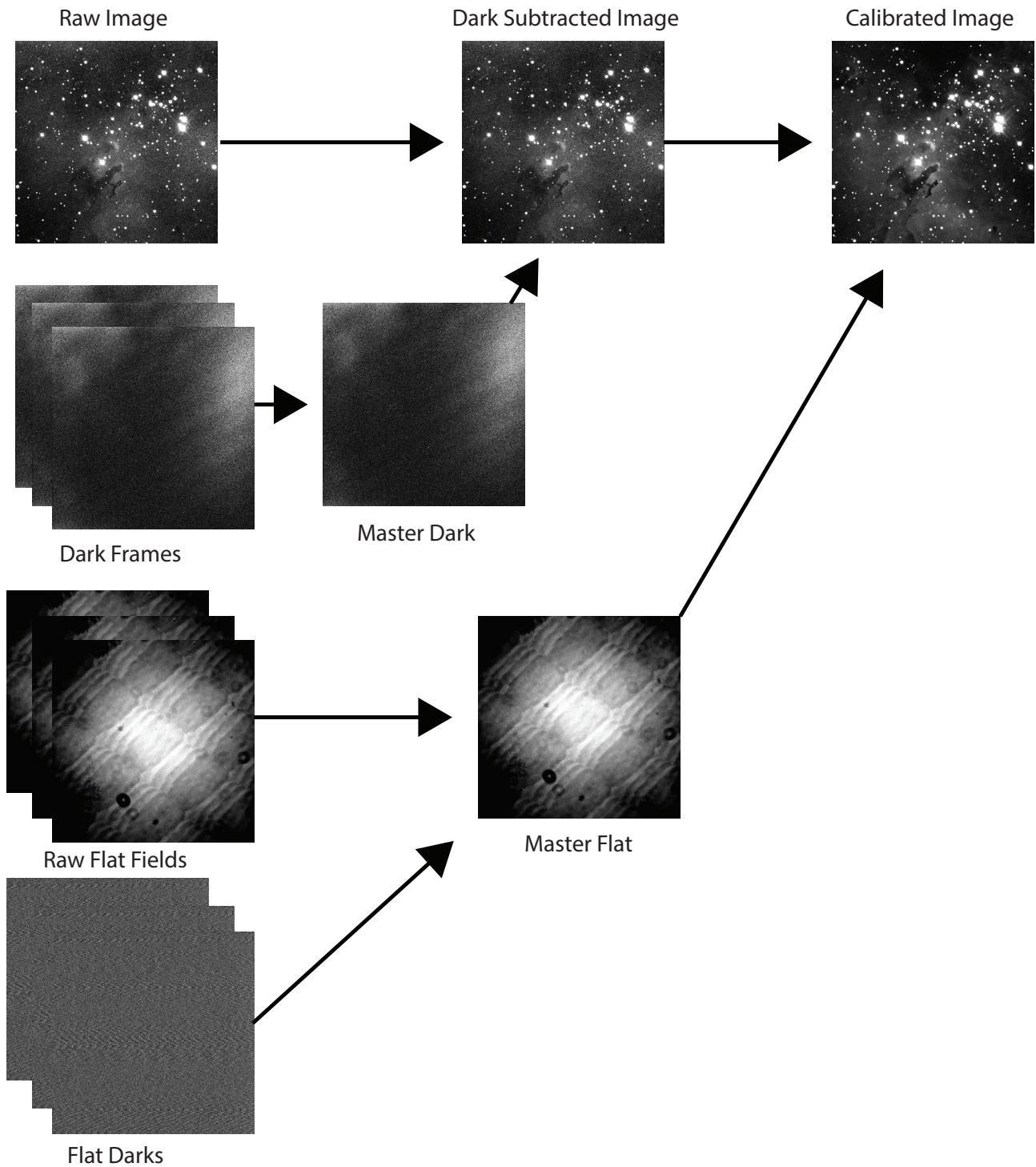
CCD มีลักษณะแบ่งเป็น pixel ประกอบด้วยส่วนที่ไวแสง และส่วนที่เก็บประจุ เมื่อโฟตอนตกลงบน pixel จะถูกเก็บเอาไว้ในรูปของอิเล็กตรอน อิเล็กตรอนนี้จะถูกสะสมเอาไว้ใน pixel เมื่อถึงเวลาอ่านข้อมูล ประจุที่ถูกสะสมเอาไว้ในแต่ละ pixel จะถูกส่งต่อไปเป็นทอดๆ ไปยัง pixel ข้างๆ จนถึงตัวเก็บประจุตัวสุดท้าย ซึ่งจะส่งต่อประจุไปยัง charge amplifier ทีละ pixel ซึ่งจะอ่านประจุที่เก็บได้เป็นรูปของความต่างศักย์ ซึ่งจะทำการประมวลผลเป็นภาพต่อไป

8.3 การประมวลผลภาพถ่ายทางดาราศาสตร์ (Image Processing)

สัญญาณที่อ่านได้จาก CCD ในตอนแรก (Raw Image) ไม่ได้มาจากโฟตอนของวัตถุที่เราต้องการสังเกตเพียงอย่างเดียว แต่ประกอบขึ้นด้วยสัญญาณรบกวน (noise) และสัญญาณอื่นๆที่ไม่ต้องการอีกมาก ซึ่งก่อนจะนำภาพที่ได้ไปวิเคราะห์ทางดาราศาสตร์ต่อไปนั้น เราจำเป็นต้องทำการประมวลผลภาพ (Image Processing) เสียก่อน (รูปที่ 8.4)

8.3.1 Dark Frame

หากเราปิดหน้ากล้อง ไม่ให้ CCD ได้รับสัญญาณรบกวนใดๆ ทั้งสิ้น เราจะพบว่า สัญญาณที่ตรวจวัดได้กลับไม่เป็นศูนย์ และ มักจะเป็น pixel เดิมๆ ที่ตรวจพบสัญญาณ สัญญาณเหล่านี้มักเกิดขึ้นจากระบบอิเล็กทรอนิกส์ภายในกล้อง การทำงานของเครื่องมี



รูปที่ 8.4: กระบวนการประมวลผลภาพถ่ายทางดาราศาสตร์: เริ่มจากภาพที่ได้ (Raw Image) ลบด้วย Master Dark (เกิดจากการรวมภาพ Dark Frames หลายๆภาพ ที่ถ่ายด้วยเวลาเปิดหน้ากล้องเท่ากับ Raw Image) จะได้ Dark Subtracted Image จากนั้นนำ Dark Subtracted Image ทารด้วย Master Flat (ได้จากการรวมภาพ Raw Flat Fields หลายๆรูป ลบด้วย Flat Darks) จึงจะได้ภาพสุดท้าย (Calibrated Image)

อุณหภูมิที่เกิดขึ้นจากการทำงาน ฯลฯ ในบางครั้งเราเรียกสัญญาณเหล่านี้ว่า thermal noise

หากเราถ่ายภาพตามปกติ เราก็จะได้สัญญาณเหล่านี้เข้ามาครบถ้วนด้วย ดังนั้นก่อนที่จะเรานำภาพไปประมวลผลใดๆ เราต้องลบสัญญาณรบกวนในแต่ละ pixel เสียก่อน ในทางปฏิบัติเราทำโดยการถ่ายภาพโดยปิดหน้ากล้องทิ้งเอาไว้ 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 ภาพที่ได้อาจจะไม่สว่างเท่ากันหมดอย่างแท้จริง ปรากฏการณ์นี้เกิดจากสัมประสิทธิ์ของการรับแสง หรือความไวแสงของ CCD ในแต่ละ pixel ที่ไม่เท่ากัน ซึ่งอาจเกิดจากฝุ่นละอองที่จับบนเลนส์หรือ CCD เกิดจาก defect ในตัว CCD เอง เราคาดคะเนของระบบเลนส์และทัศนูปกรณ์ การสะท้อนภายในตัวเลนส์ ฯลฯ ที่ทำให้แสงมีการกระจายตัวลงบน CCD ไม่เท่ากันทุก pixel²

ด้วยเหตุนี้ เราจึงจำเป็นต้องถ่าย Flat Field เพื่อเทียบและ Calibrate แต่ละ pixel ตามสัมประสิทธิ์ในการรับแสงของในแต่ละ pixel โดยการถ่าย Flat Field นี้จำเป็นต้องทำใหม่ทุกครั้งที่ในแต่ละวัน เพราะฝุ่นละออง ฯลฯ ที่อยู่บนกล้องอาจจะต่างกันไปในแต่ละวัน

การถ่าย Flat Field มักจะทำในช่วงรุ่งเช้าหลังจากการถ่ายภาพทั้งคืนได้เสร็จสิ้นลง โดยการหันกล้องไปบริเวณที่มีความสว่างสม่ำเสมอ (เช่น จากฉากภายในหอดูดาวที่ให้ความสว่างสม่ำเสมอด้วยหลอดไฟ) การถ่าย Flat Field ไม่จำเป็นต้องใช้เวลาเปิดหน้ากล้องให้สัมพันธ์กันกับเวลาเปิดหน้ากล้องในการถ่ายภาพจริง แต่เราต้องการหาเพียงค่าสัมประสิทธิ์ในการรับแสงของแต่ละ pixel เท่านั้นเอง โดยก่อนจะนำภาพ Flat Field ไปใช้ได้ เราควรจะทำการถ่ายภาพ 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

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

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

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

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 ภาพบริเวณท้องฟ้าที่ว่างเปล่าที่ได้ ก็ยังคงตรวจพบสัญญาณรบกวน (noise) สัญญาณรบกวนนี้ในทางดาราศาสตร์มักจะเรียกกันว่า 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 แต่ด้วยเหตุที่สัญญาณนี้เกิดขึ้นโดยสุ่มนี้เอง 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

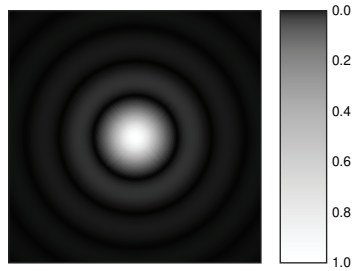
หากเราเปิดหน้ากล้องนานขึ้น ทุกส่วนของภาพก็จะได้ noise เพิ่มขึ้นไปเท่าๆกัน แต่ว่าบริเวณที่มีดาวอยู่จะได้ signal มากกว่าส่วนอื่นๆ ที่ไม่มีแหล่งกำเนิดแสง ถึงแม้ว่า noise จะเพิ่มขึ้น แต่ว่า signal ก็เพิ่มขึ้นในปริมาณที่มากกว่า เท่ากับว่าเราได้ S/N ของวัตถุนั้นที่เพิ่มมากขึ้น ทำให้สามารถสังเกตวัตถุนั้นได้ง่ายขึ้น

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

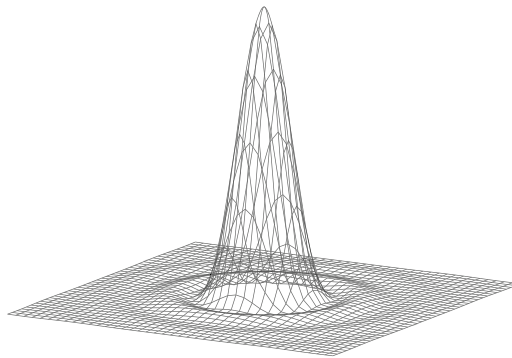
8.4 Point Spread Function (PSF)

ในดาราศาสตร์ เราพบว่าแหล่งกำเนิดแสงเป็นจำนวนมาก จะเป็นแหล่งกำเนิดแสงแบบจุดเดี่ยว (point source) เนื่องจากวัตถุบนท้องฟ้ามีระยะทางที่ไกลมาก จึงไม่สามารถสังเกตเห็นขนาดเชิงมุมได้ อย่างไรก็ตาม ถึงแม้ว่าแหล่งกำเนิดแสงจะเป็นเพียงจุดเดี่ยว เราจะพบว่าแสงที่ตกกระทบลงบนฉากรับกลับไม่เป็นในรูปของจุดเดี่ยว แต่กลับตกลงบนฉากในรูปของ Point Spread Function

⁴ในความเป็นจริงแล้ว แม้กระทั่งตาของเราก็สามารถมองเห็น background ได้เช่นกัน ลองปิดตาและพยายามสังเกต เราอาจจะรู้สึกว่ามองไม่เห็นอะไรนอกจากความมืด แต่หากเราสังเกตดูให้ดีแล้ว เราจะพบว่า แม้ในความมืดนี้ ก็ยังมีจุดสีออกน้ำตาลวิ่งไปวิ่งมาคล้ายกับสัญญาณรบกวนบนจอทีวีเมื่อไม่มีสัญญาณเข้า



รูปที่ 8.5: Point Spread Function ในสองมิติ



รูปที่ 8.6: Surface Plot แสดงพื้นผิวและความเข้มของ Airy Disk

(PSF) ในสองมิติบนระนาบของภาพนั้น เรารู้จัก PSF กันอีกในชื่อหนึ่งคือ Airy Pattern หรือ Airy Disk (รูปที่ 8.5 และ 8.6)

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 หากเปรียบเทียบเป็นภูเขาสักลูกหนึ่ง FWHM ของภูเขาก็คือพื้นที่บริเวณที่มีความสูงอย่างน้อยครึ่งหนึ่งของยอดเขา

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

คล้ายคลึงกัน

จากหลักการนี้ ทำให้เราสามารถเปรียบเทียบความเข้มของแสงของแหล่งกำเนิดแสงสองแหล่งได้ หากเราวางวงกลมที่รัศมีหนึ่งจากศูนย์กลางของ PSF และเรารวมความเข้มของแสงทั้งหมดที่สามารถวัดได้ภายในวงกลมนั้น อัตราส่วนของความเข้มแสงที่วัดได้จากวงกลมรอบแหล่งกำเนิดแสงสองแหล่ง ย่อมที่จะเท่ากับอัตราส่วนของความสว่างของแหล่งกำเนิดแสงทั้งสอง หลักการนี้ทำให้นำไปสู่การเปรียบเทียบความสว่างของดาวได้ โดยเรียกว่าเทคนิค Aperture Photometry

8.5 Aperture Photometry

ในการจะวัด flux จากดาวดวงหนึ่งนั้น เราไม่สามารถวัดได้จากเพียง flux ใน pixel ที่สว่างที่สุด ดังที่กล่าวไปแล้วเบื้องต้น ในทางทฤษฎี เราจะทราบ flux ทั้งหมดได้จากการรวม flux ทั้งหมดที่เกิดขึ้นจาก PSF ของดาว แต่ในทางปฏิบัติแล้ว เราจะสามารถประมาณค่า flux ที่มาจากดาวดวงหนึ่ง ได้จากการรวม flux ในวงกลมที่มีรัศมีค่าหนึ่งจากศูนย์กลางของ PSF เราเรียกววงกลมนี้ว่า Aperture

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

หมายเหตุ: ขอบเขตเหล่านี้เป็นเพียงค่าโดยคร่าวๆ ในความเป็นจริงผู้ใช้ควรจะหาค่าที่เหมาะสมกับงานที่ต้องการใช้ด้วยตนเอง

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

⁵เนื่องจากดาวที่สว่างมากกว่า จะมีทั้ง peak และฐานของ PSF ที่สูงกว่า ดังนั้น FWHM จึงไม่เปลี่ยนไปมาก ทำให้เราสามารถใช้อพอร์ทูเรอเดียวกันเพื่อวัดแสงของดาวที่มีความสว่างไม่เท่ากันได้

บทที่ 9

โปรแกรมทางดาราศาสตร์ (Astronomy Software)

9.1 โปรแกรมแผนที่ดาว (Planetarium Software)

ในปัจจุบันมีโปรแกรมแผนที่ดาวจำนวนมากมาย ที่สามารถทำหน้าที่เป็นท้องฟ้าจำลองขนาดย่อมๆ ได้ด้วย โปรแกรมเหล่านี้อาจมีประโยชน์ในการทำโครงการวิจัย เช่น ในการเทียบดาวที่เราถ่ายภาพกับฐานข้อมูลดาวที่ทราบอยู่แล้ว หรือการค้นหาวัตถุท้องฟ้าที่น่าสนใจในการติดตาม การหาเวลาขึ้นและตกของวัตถุที่เราต้องการค้นหา รวมไปถึงการหาเวลาที่จะเกิดเหตุการณ์ที่น่าสนใจบางอย่าง เช่น การหาวันและเวลาที่จะเกิดปรากฏการณ์ดาวเคราะห์ผ่านหน้ากันและกัน เป็นต้น

9.1.1 Stellarium

โปรแกรม Stellarium เป็นโปรแกรมจำลองท้องฟ้า แสดงกลุ่มดาวและการเคลื่อนที่ของท้องฟ้าเหมือนท้องฟ้าจริง สามารถจำลองตำแหน่งและการเคลื่อนที่ของระบบสุริยะได้ ค่อนข้างง่ายต่อการใช้งาน และนอกจากนี้ ยังเป็นฟรีแวร์ (Freeware) ซึ่งอนุญาตให้บุคคลทั่วไปติดตั้งใช้งานได้โดยไม่เสียค่าใช้จ่ายอีกด้วย

การติดตั้ง

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

ภาพรวมของหน้าต่างการใช้งาน Interface

หน้าจอของ Stellarium ประกอบด้วยหน้าจอหลัก แสดงขอบฟ้า และส่วนของทรงกลมท้องฟ้าที่โผล่พ้นขอบฟ้าขึ้นมา จากตำแหน่งและเวลาของผู้สังเกตจากพิกัดใดๆ บนโลก

หากนำเมาส์ไปยังบริเวณล่างซ้ายของหน้าจอจะแสดงแถบเครื่องมือเพิ่มเติมขึ้นมา เครื่องมือนี้สามารถใช้เปลี่ยนแปลงรายละเอียดของท้องฟ้าที่กำลังสังเกตเห็นได้ พร้อมกันบนเมนูด้านล่างจะแสดงตำแหน่ง วันที่ และเวลาของผู้สังเกต



รูปที่ 9.1: หน้าจอหลักของโปรแกรม Stellarium แสดงแถบเครื่องมือด้านล่างและด้านข้าง

การปรับเปลี่ยนมุมมอง

สามารถควบคุมมุมมองภาพใน Stellarium ได้ ดังนี้

- คีย์ลูกศร - เลื่อนมุมมอง ขึ้น ลง ซ้าย ขวา
- Page Up/Page Down - ซูมเข้าและออก
- Forward-slash (/) - ซูมเข้าไปยังวัตถุที่อยู่ตำแหน่งกลางจอคอมพิวเตอร์ (อัตราอัตโนมัติ)
- Backslash (\) - ซูมออกไปยังมุมมองปกติ (อัตราอัตโนมัติ)
- Space bar - เลื่อนหน้าจอไปยังวัตถุที่ถูกเลือกอยู่
- คลิกซ้าย (เมาส์) - เลือกวัตถุท้องฟ้า
- คลิกขวา (เมาส์) - ยกเลิกการเลือกวัตถุท้องฟ้า

- หมุนลูกเลื่อน (เมาส์) - ชุมเข้าและออก

แถบเครื่องมือหลักด้านล่าง



คีย์ลัด และคำอธิบายสำหรับปุ่มต่างๆ บนแถบเครื่องมือหลักด้านล่างของโปรแกรม Stellarium (จากซ้ายไปขวา)

- (C) - แสดง/ไม่แสดง เส้นกลุ่มดาว
- (V) - แสดง/ไม่แสดง ชื่อกลุ่มดาว
- (R) - แสดง/ไม่แสดง ภาพในจินตนาการของกลุ่มดาว
- (E) - แสดง/ไม่แสดง เส้นกริดระบบศูนย์สูตร
- (Z) - แสดง/ไม่แสดง เส้นกริดระบบขอบฟ้า
- (G) - แสดง/ไม่แสดง สิ่งแวดล้อมบนพื้นโลก
- (Q) - แสดง/ไม่แสดง เครื่องหมายทิศ N,S,E,W
- (A) - แสดง/ไม่แสดง บรรยากาศ
- (N) - แสดง/ไม่แสดง เนบิวลา และ กาแล็กซี
- (P) - แสดง/ไม่แสดง ดาวเคราะห์
- (Ctrl+M) - แสดงมุมมอง ระหว่างฐานตั้งกล้องชนิด Equatorial/Alt-Az
- (Space Bar) - เลื่อนไปยังวัตถุที่เลือก
- (ไม่มีคีย์ลัด) - เปลี่ยนไปสู่โหมดใช้งานเวลากลางคืน (หน้าจอจะเปลี่ยนเป็นสีแดงเพื่อไม่รบกวนสายตา)
- (F11) - ขยายหน้าจอ
- (Ctrl+O) - แสดง/ไม่แสดง ทศวินสิย (FOV) จากกล้องโทรทรรศน์
- (Ctrl+Z) - แสดง/ไม่แสดง สถานีอวกาศและดาวเทียม

- (J) - ลดอัตราการเลื่อนเวลาไปข้างหน้า/เพิ่มอัตราการย้อนเวลาถอยหลัง
- (K) - เลื่อนเวลาตามอัตราจริง/หยุดเวลา
- (8) - กลับมาสู่วันและเวลาปัจจุบัน
- (L) - เพิ่มอัตราการเลื่อนเวลาไปข้างหน้า
- (Alt+Q) - ปิดโปรแกรม

แถบเครื่องมือหลักด้านซ้าย

แถบเครื่องมือหลักด้านข้างจะเป็นเครื่องมือที่เกี่ยวข้องกับการตั้งค่า โดยจะเปิดหน้าต่างสำหรับตั้งค่าขึ้นมา จากรูปที่ 9.1 เครื่องมือหลักด้านซ้าย จากบนลงล่าง มีคีย์ลัด และรายละเอียด ดังนี้

- (F6) - แสดงหน้าต่างเลือกตำแหน่งสถานที่ตั้งที่ต้องการศึกษา
- (F5) - แสดงหน้าต่างการตั้งค่า “ปี เดือน วัน : ชั่วโมง นาที วินาที” ที่ต้องการศึกษา
- (F4) - แสดงเครื่องมือตั้งค่าการแสดงผลภาพต่างๆ ในโปรแกรม
- (F3) - แสดงหน้าต่างสำหรับสืบค้นวัตถุท้องฟ้า
- (F2) - แสดงหน้าต่างการตั้งค่าโปรแกรม
- (F1) - แสดงหน้าต่าง ช่วยเหลือ เกี่ยวกับการใช้งานโปรแกรม

ตัวอย่างการใช้งานโปรแกรม Stellarium

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

1. เริ่มจาก เราต้องไปดาวนิโหลดดาวหาง C/2012 S1 (ISON) มาจากฐานข้อมูล เนื่องจากฐานข้อมูลที่ให้มาเบื้องต้นไม่ได้มีดาวหางมาด้วย สามารถทำได้โดยเข้าไปที่ Configuration Window (รูปประจักษ์แถบเครื่องมือทางด้านซ้ายมือ) เข้าไปที่แถบ Plugins เลือก Solar System Editor->Configure จากนั้นให้ดูที่ Solar System และกด “Import orbital elements in MPC format...” จากนั้นเลือกประเภทวัตถุ ระบุแหล่งที่ต้องการดาวนิโหลด และกด Get Orbital Element จะมีรายชื่อดาวหางและอุกาบาตขึ้นมา ให้เลือกชื่อดาวหาง ISON กด Add Object โปรแกรมจะโหลดตำแหน่งของดาวหาง ISON ลงมาโดยอัตโนมัติ

2. จากนั้นเราจะเปลี่ยนตำแหน่งผู้สังเกต ให้เปิดหน้าต่างเลือกตำแหน่งสังเกตจากแถบเครื่องมือด้านซ้ายปุมบนสุด หน้าต่าง Location จะเปิดขึ้นมา สำหรับจังหวัดเชียงใหม่เราสามารถพิมพ์หาคำว่า Chiang Mai และกดเลือกเพื่อเปลี่ยนสถานที่เป็นจังหวัดเชียงใหม่ สำหรับสถานที่ที่ไม่สามารถหาได้พบ เราสามารถพิมพ์หาโดยระบุพิกัดบนพื้นโลกได้เช่นกัน
3. ลำดับถัดไปเราต้องการเลือกวัตถุและหันหน้าจอยังดาวหาง ISON สามารถทำได้โดยการเข้าไปที่หน้าต่างสำหรับสืบค้นวัตถุท้องฟ้า (เครื่องหมายแว่นขยายบนแถบเครื่องมือด้านซ้าย) พิมพ์คำว่า C/2012 S1 (ISON) และหากเรามีชื่อวัตถุในฐานะข้อมูลตามที่เราได้โหลดเอาไว้ในขั้นตอนที่ 1 เราจะพบวัตถุ กด Enter และโปรแกรมจะเลือกดาวหาง C/2012 S1 (ISON) เป็นวัตถุที่เลือกอยู่ปัจจุบัน กดปุ่ม Space Bar หรือจากแถบเครื่องมือด้านล่างเพื่อเลื่อนหน้าจอยังวัตถุ
4. นอกจากนี้เรายังต้องการเปลี่ยนวันที่ไปยังวันที่ 10 ตุลาคม พ.ศ. 2556 ซึ่งสามารถทำได้โดยการเปิดหน้าต่างตั้งค่าวันและเวลาจากแถบเครื่องมือด้านซ้าย ตั้งวันที่ไปยังวันที่เราต้องการ
5. เราสามารถปรับเวลาโดยละเอียดได้ง่ายกว่าโดยการใช้เครื่องมือควบคุมเวลาจากแถบเครื่องมือด้านล่าง ปรับเวลาเดินหน้าหรือถอยหลังจนพบดาวหาง ISON พ้นขอบฟ้าในเวลากลางวัน ในกรณีนี้เราอาจจะพบว่าดาวหาง ISON จะขึ้นเหนือขอบฟ้าทางทิศตะวันออกในตอนรุ่งสาง ใกล้เคียงกับดาวอังคาร
6. หากเราต้องการวัดระยะห่างเชิงมุมระหว่างดาวหาง ISON เทียบกับดาวอังคาร เราสามารถทำได้ด้วยเครื่องมือวัดมุม (Angle Measure) หากเครื่องมือนี้ยังไม่อยู่ในแถบเครื่องมือด้านล่าง สามารถเพิ่มเข้าไปได้โดยเข้าไปที่ Configuration (รูปแบบแถบเครื่องมือด้านซ้าย) เข้าไปที่แถบ Plugins และเลือก Angle Measure เช็คเครื่องหมาย Load at startup กดปุ่ม configure, ปิดและเปิดโปรแกรม Stellarium อีกครั้ง จะพบว่ามามีปุมใหม่เพิ่มขึ้นมาเป็นที่เรียบร้อย สามารถใช้ปุม Angle Measure (ไอคอนรูปมุม) และลากจากดาวหนึ่งไปอีกดาวหนึ่งเพื่อวัดมุมได้ ในกรณีนี้ได้ค่าประมาณ $1^\circ 36' 53''$

9.2 โปรแกรมอ่านไฟล์และวิเคราะห์ภาพทางดาราศาสตร์ (Astronomy Analysis Tool)

ภาพถ่ายดาราศาสตร์นั้นมีข้อมูลและรายละเอียดที่มากกว่าภาพถ่ายทั่วๆ ไปมาก จึงจำเป็นต้องมีการใช้โปรแกรมที่มีความซับซ้อนกว่าในการอ่านและจัดการกับภาพถ่ายทางดาราศาสตร์

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

ภาพถ่ายจาก CCD จริงๆ แล้วเป็นภาพขาวดำ เพราะ CCD บันทึกเอาไว้เพียงว่าในแต่ละ pixel มีอิเล็กตรอนกี่ตัว เนื่องจาก CCD ไม่สามารถเห็นสีได้ เราสามารถถ่ายภาพสีได้เมื่อเราถ่ายภาพสามครั้งผ่าน filter สีแดง เขียว น้ำเงินเอามารวมกันเท่านั้น¹ และเนื่องจากสิ่งที่วัดได้จริงๆ คือจำนวนอิเล็กตรอน การแสดงผลบนหน้าจอจึงขึ้นอยู่กับว่าเราจะนิยามให้ต้องนับอิเล็กตรอนได้กี่ตัวจึงจะ

¹ในกรณีของกล้องดิจิตอลทั่วไปนั้น มีการติดตั้ง filter สามสีติดตายรวมไปกับ CCD แต่ละ pixel ตั้งแต่แรก

นับเป็น 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 ในการถ่ายภาพทุกๆ ไป กล้อง CCD จะบันทึกทั้งอิเล็กตรอนและตำแหน่งที่กล้องดูดาวขึ้นไป ณ เวลาที่สังเกต ทั้งนี้ ค่านี้มีความแม่นยำที่ค่อนข้างต่ำ และมักจะต้องมีการยืนยัน WCS อย่างละเอียดอีกครั้ง โดยเทียบกับดาวมาตรฐานที่เราทราบพิกัดอย่างแน่นอน

มีโปรแกรมทางดาราศาสตร์อยู่หลายตัวที่สามารถจัดการกับไฟล์ FITS ได้อย่างเหมาะสม ในที่นี้เราจะยกตัวอย่างโปรแกรมบางตัว ซึ่งมีข้อดีข้อเสียที่ต่างกันออกไป

9.2.1 SAO Image DS9

โปรแกรม DS9 เป็นฟรีแวร์ที่เขียนโดย Smithsonian Astrophysical Observatory (SAO) สามารถเปิดไฟล์ในรูปแบบ 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

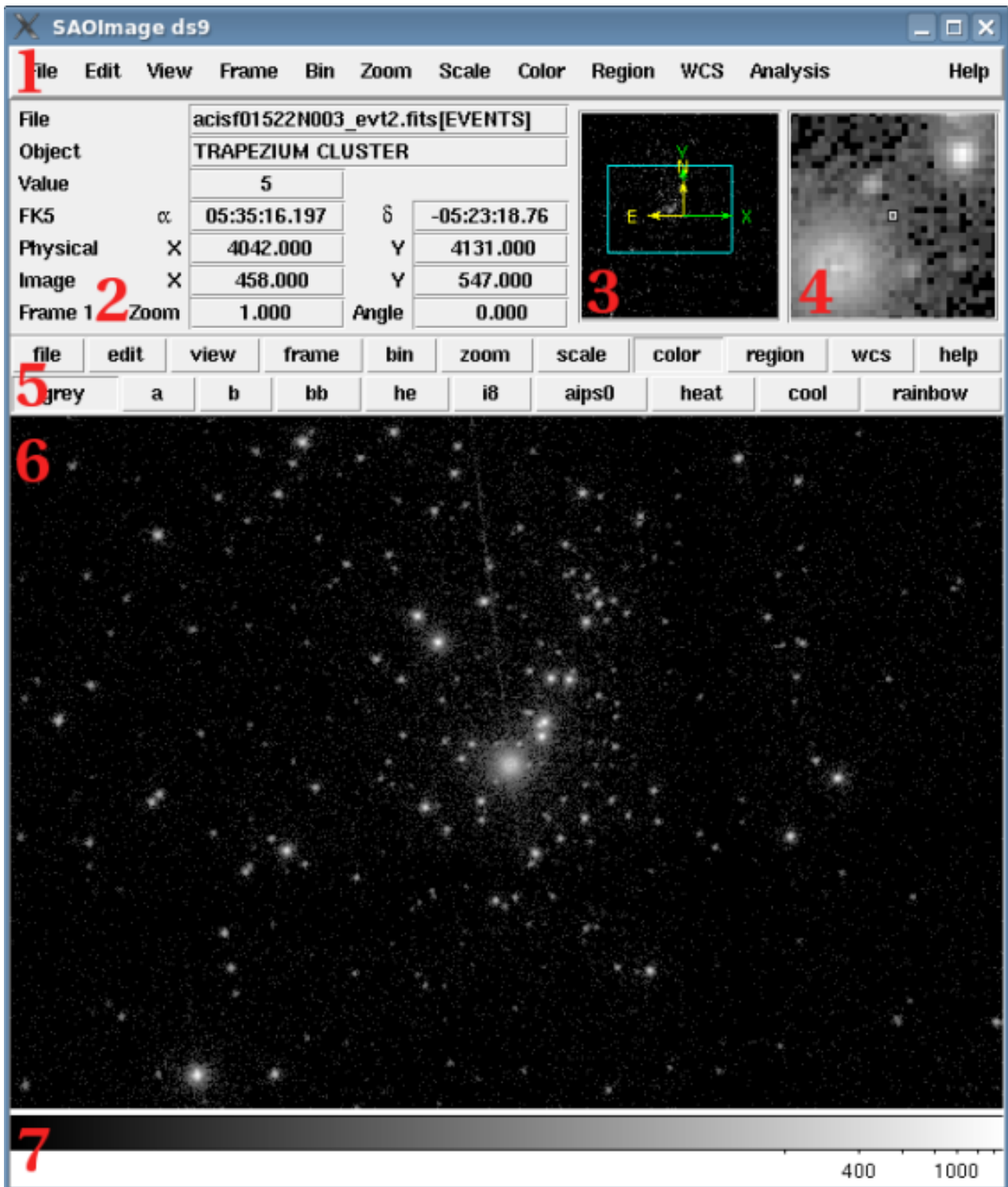
การติดตั้ง

เราสามารถดาวน์โหลด ds9 ได้จาก <http://hea-www.harvard.edu/RD/ds9> สามารถใช้ได้ทั้งใน Windows, Mac OS, Linux และระบบอื่นๆ โดยเลือกดาวน์โหลดเวอร์ชันล่าสุด (ณ วันที่ 28 ก.ย. 2563 คือเวอร์ชัน 8.1) ได้จากหัวข้อ DS9 Version 6.2 Binaries คู่มือการใช้งานฉบับทางการอยู่ในเพจนี้เช่นกันในหัวข้อ Documentation

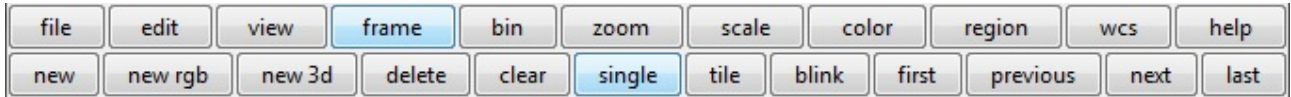
การเปิดไฟล์ FITS และฟังก์ชันพื้นฐาน

ส่วนต่างๆ ของหน้าจอ ds9 (รูปที่ 9.2)

1. Menu bar - แสดงเมนูต่างๆ บน DS9
2. Information panel - แสดงข้อมูลต่างๆ เกี่ยวกับไฟล์: ชื่อไฟล์, ชื่อวัตถุ (หากระบุไว้ใน header ของไฟล์), จำนวนอิเล็กตรอนที่วัดได้บน pixel ที่ cursor อยู่, พิกัด WCS ของ cursor
3. Panner - เป็นหน้าต่างแสดงบริเวณที่หน้าจอหลัก Display Frame กำลังแสดงอยู่ และยังมีลูกศรแสดงทิศทางบนพิกัดท้องฟ้า
4. Magnifier - หน้าจอแสดงขนาดขยายของบริเวณ cursor



รูปที่ 9.2: หน้าจอแสดงผลทั่วไปบน DS9



รูปที่ 9.3: ปุ่มต่างๆ บน DS9 แสดงเมนูย่อยในหมวดของ “frame”

5. Buttons - ปุ่มต่างๆ ปุ่มเหล่านี้สามารถหาได้จากบน Menu bar เช่นเดียวกัน แต่ได้จัดวางเอาไว้เพื่อการง่ายต่อการใช้งาน
6. Display frame - หน้าจอหลักแสดงภาพที่กำลังดูอยู่ DS9 สามารถเปิดภาพพร้อมกันที่หลายๆ frame ได้ โดยในแต่ละ frame สามารถโหลดรูปจากไฟล์ใดก็ได้ สามารถแสดงผลได้ที่ละเฟรม หรือที่หลายๆ เฟรมพร้อมๆ กัน
7. Colorbar - แสดงการให้ค่าของสีในการแสดงผล สามารถปรับสีได้ในส่วนของ “color”

ปุ่มที่ใช้บ่อย (รูปที่ 9.3)

เมื่อกดที่ปุ่มใดปุ่มหนึ่งในรูปที่ 9.3 จะแสดงเมนูย่อยในหมวดนั้นขึ้นมา ในที่นี้เราจะยกตัวอย่างเฉพาะปุ่มที่ใช้บ่อย

- file - ใช้จัดการต่างๆ เกี่ยวกับไฟล์ file->open เพื่อโหลดไฟล์ FITS ใหม่ลงไป
- edit - เปลี่ยนโหมดในการ edit ส่วนมากจะเปลี่ยนผลของการคลิกลงบน Display fram 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 - แสดงผลที่ละ frame
 - tile - แสดงผลทุก frame พร้อมๆ กัน โดยจะมีการแบ่งหน้าจอเป็นตารางเพื่อแสดงภาพในแต่ละ frame

- blink - ใช้สำหรับในกรณีที่เรากำลังต้องการแสดงภาพในหลายๆ 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 ในการทำโครงงานดาราศาสตร์

โปรแกรม DS9 มีประโยชน์ในการทำโครงงานดาราศาสตร์หลายอย่าง 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 ให้เราโหลดภาพที่ถ่ายโดย 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) และจากนั้นให้เรากลับไปหน้าต่าง 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 จากนั้นเพียงคลิกจากจุดหนึ่งไปอีกจุดหนึ่งก็จะได้ระยะทางระหว่างจุดสองจุดที่ต้องการวัด นอกจากนี้ยังสามารถใช้รูปทรงต่างๆ เพื่อบรรยายมิติโดยคร่าวๆ ของวัตถุที่ต้องการวัดอีกด้วย เช่น วงกลม วงรี (เช่น ต้องการจะทาบกับจานกาแล็กซี) สี่เหลี่ยมผืนผ้า 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

การค้นหาฐานข้อมูลทางดาราศาสตร์ในบริเวณที่ต้องการ

หมายเหตุ: หากภาพที่ถ่ายมีการกำหนด WCS อย่างถูกต้องสามารถข้ามไปข้อที่ 4 ได้

1. เริ่มจากการโหลดไฟล์ภาพจากฐานข้อมูลในบริเวณใกล้เคียงกันโดยเข้าไปที่ Analysis->Image Servers->เลือก STSCI-DSS I/II จะมีหน้าต่างสำหรับโหลดภาพจากฐานข้อมูลให้เลือก 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 หากภาพที่ได้มีการกลับซ้ายขวา กับภาพ DSS สามารถแก้ได้โดยไปที่ Zoom->Invert X
4. เราสามารถค้นหาจาก catalog หาข้อมูลดาวอ้างอิงได้โดยไปที่ Analysis->Catalogs->Optical->USNO-A2.0 หลังจาก รว Retrieve ข้อมูลเสร็จจะมีวงกลมสีเขียวล้อมรอบดาวขึ้นมา (หาก WCS ดั้งเดิมของภาพไม่ถูกต้องอาจจะมีการคลาดเคลื่อน ให้แก้โดยการเทียบ Catalogs กับภาพที่ได้จาก DSS โดยตามขั้นตอนที่ 1-3)
5. หากเราคลิกที่ชื่อดาวในตารางของหน้าต่าง Catalogs โปรแกรมจะเลื่อน frame ไปที่วัตถุอ้างอิงอันนั้นพร้อมกับวงกลมสีเขียวของวัตถุนั้นจะกระพริบเพื่อแสดงตำแหน่ง นอกจากนี้เรายังสามารถคลิกเลือกวัตถุอ้างอิงจากภาพ (คลิกที่วงกลมสี

เขียว) ได้โดยการเข้าไปที่โหมด Edit->Catalog จากนั้นเปิดดูตารางเพื่อแสดงวัตถุที่เลือกไว้ได้

- นอกจากนี้ เรายังสามารถลดจำนวนดาวที่แสดงขึ้นมาในหน้าต่าง Catalogs ได้ โดยการเติมเงื่อนไข Filter เข้าไป โดยใส่เครื่องหมาย \$ ข้างหน้าคอลัมน์ที่เราต้องการหา ตามด้วยเงื่อนไข เช่น หากเราต้องการหาเฉพาะดาวที่มีค่าในคอลัมน์ Bmag มากกว่า 15 เป็นต้นไป ให้พิมพ์ว่า “\$Bmag > 15” ลงในช่อง Filter แล้วกดปุ่ม Filter ตรงด้านล่าง และหากเราต้องการหาดาวทุกดวงที่มี Bmag ระหว่าง 5 ถึง 10 แต่มี Rmag ไม่เกิน 10 ให้พิมพ์ว่า “\$Bmag > 5 & \$Bmag < 10 & \$Rmag < 10”

หมายเหตุ: การหา magnitude ของดาวอ้างอิงมีความสำคัญมาก หากงานที่เรามีการทำ photometry เพื่อหาความสว่าง ควรจะใช้ DS9 ทำตามขั้นตอนนี้จากแหล่งข้อมูลที่เชื่อถือได้ เพื่อหาความสว่างของดาวอ้างอิงในภาพสักสองสามดวงเสียก่อน

9.2.2 Aperture Photometry Tool

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

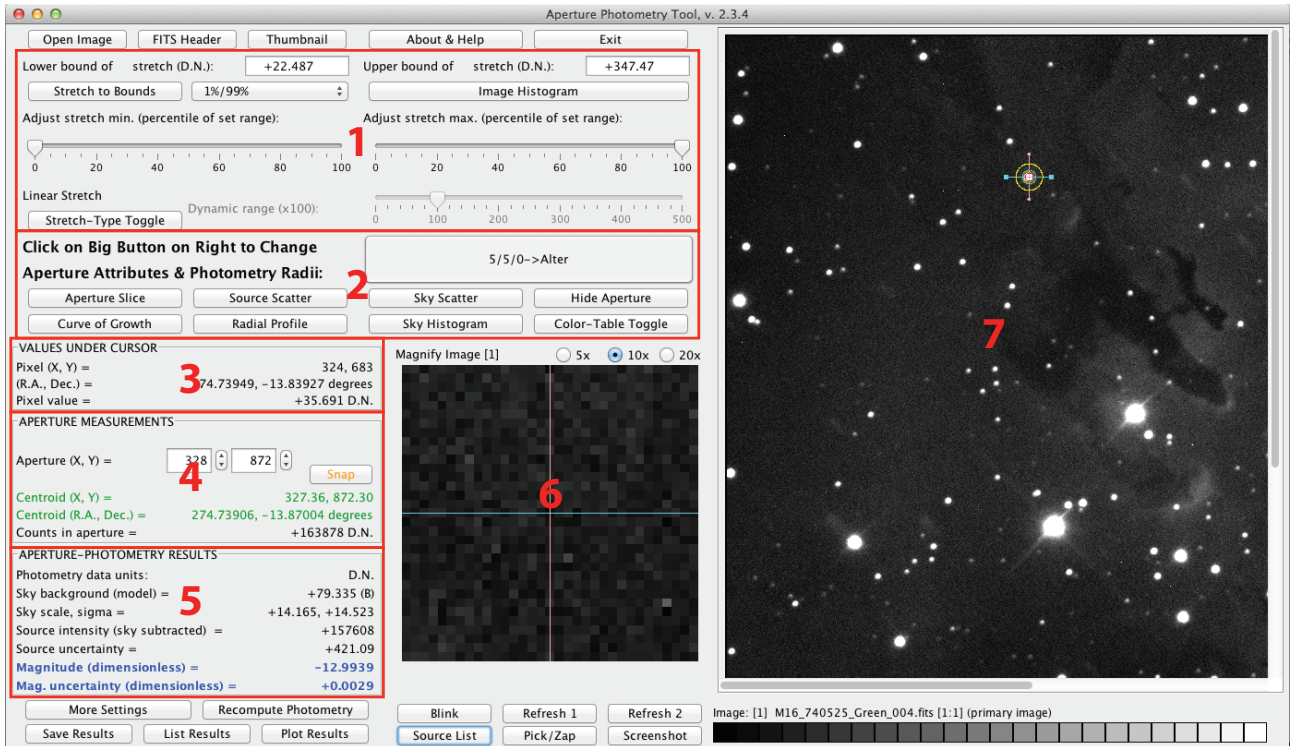
การติดตั้ง

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

ส่วนต่างๆ ของหน้าจอ Aperture Photometry Tool

รูปที่ 9.4 แสดงหน้าจอของ APT สามารถแบ่งส่วนที่สำคัญใหญ่ๆ ออกเป็นดังนี้

1. Scaling - เป็นส่วนที่ใช้ปรับค่าการแสดงผลต่างๆ สามารถปรับค่าของ Histogram ได้ทั้ง upper bound และ lower bound (ใช้ปรับว่าต้องมีความสว่างเท่าใดจึงจะให้เป็น “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



รูปที่ 9.4: 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

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

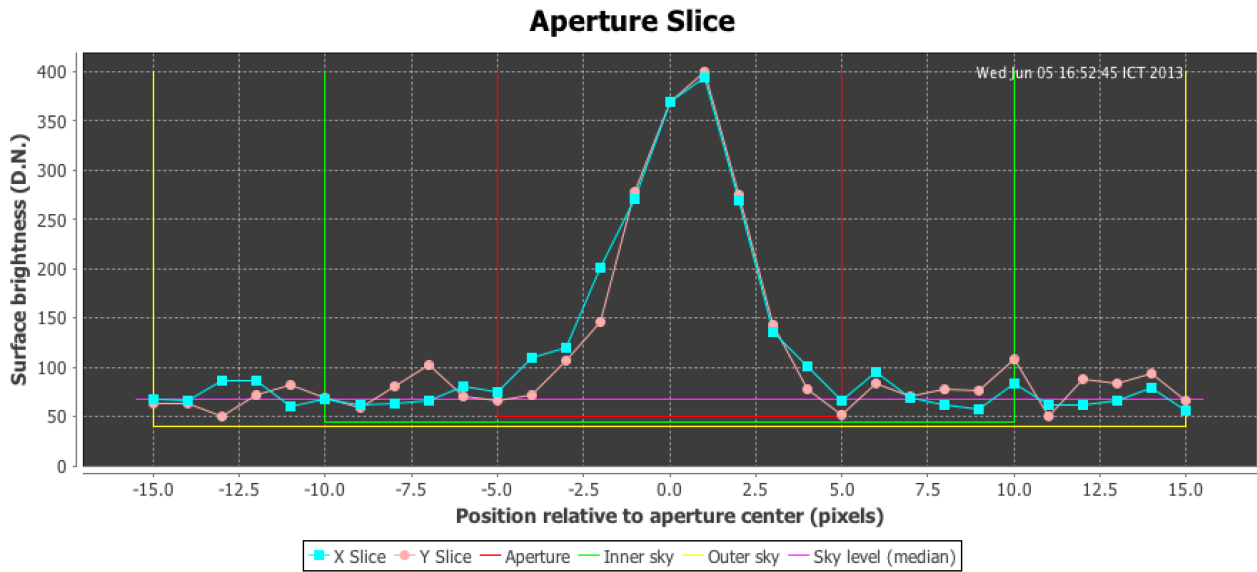
1. เราสามารถเปลี่ยนโหมดในการทำ interpolation และ sky subtraction ได้ โดยเข้าไปที่ More Settings (อยู่บริเวณล่างซ้ายของหน้าจอ) การตั้งค่า interpolation มีประโยชน์สำหรับแหล่งกำเนิดแสงที่มีสิ่งแปลกปลอมบนอยู่ด้วย โดยโปรแกรมจะทำการ “เดา” ค่าใหม่จากรูปร่างของ PSF แทน pixel ที่มีค่าที่ผิดปกติ (เช่น จำนวนอิเล็กตรอนล้นออกมาจากปริมาณ

ที่ CCD เก็บเอาไว้ได้) ส่วน sky subtraction คือการหักลบค่า background ออกจากบริเวณ aperture ทำให้จำนวนอิเล็กทรอนิกส์ที่เราวัดได้มาจากดาวจริงๆ 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 จะบอกว่าเราต้องการให้วงรีหมุนไปเท่าใด (Rotation angle) โดยทั่วๆ ไปเรามักจะใช้ 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 เหมาะสมพอดีหรือไม่ ได้จากปุ่ม “Aperture Slice” บริเวณกลางหน้าจอบนหน้าต่างหลัก ปุ่มนี้จะแสดงหน้าต่างขึ้นมาอีกหน้าต่างหนึ่ง แสดง plot ตัดขวางรอบๆ บริเวณ Aperture ที่เราเลือกเอาไว้ โดยกราฟสองสีจะแสดงถึงความเข้มของแสงในแนวแกนนอนและแกนตั้งของ Aperture (รูปที่ 9.5) จากบทที่ 8.5 เราได้พูดเอาไว้ว่าขนาดของ 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

²ค่าโดยประมาณ ในทางปฏิบัติควรจะปรับให้เหมาะสมกับภาพและสถานการณ์



รูปที่ 9.5: หน้าจอ Aperture Slice ของโปรแกรม APT สามารถช่วยให้เราเลือกขนาด Aperture และ sky-annulus ที่เหมาะสมได้ โดยเทียบขนาด aperture และ annulus กับระยะห่างจากจุดศูนย์กลางในหน่วยของ FWHM

8. อ่านค่า source intensity และ magnitude (dimensionless) และ uncertainty (หากต้องการทราบความคลาดเคลื่อน) ของดาวดวงนั้นจากส่วนที่ 5 ในภาพ 9.4 และบันทึกข้อมูล
9. คลิกเลือกดาวอีกสองสามดวงที่เราทราบ magnitude ที่แน่นอนเพื่อทำการเทียบความสว่าง ในการเทียบความสว่างนี้เราต้องใช้ค่า aperture ค่าเดียวกัน จึงไม่จำเป็นต้องเปลี่ยนค่า aperture และ sky annulus ใดๆ อีก

Pick/Zap

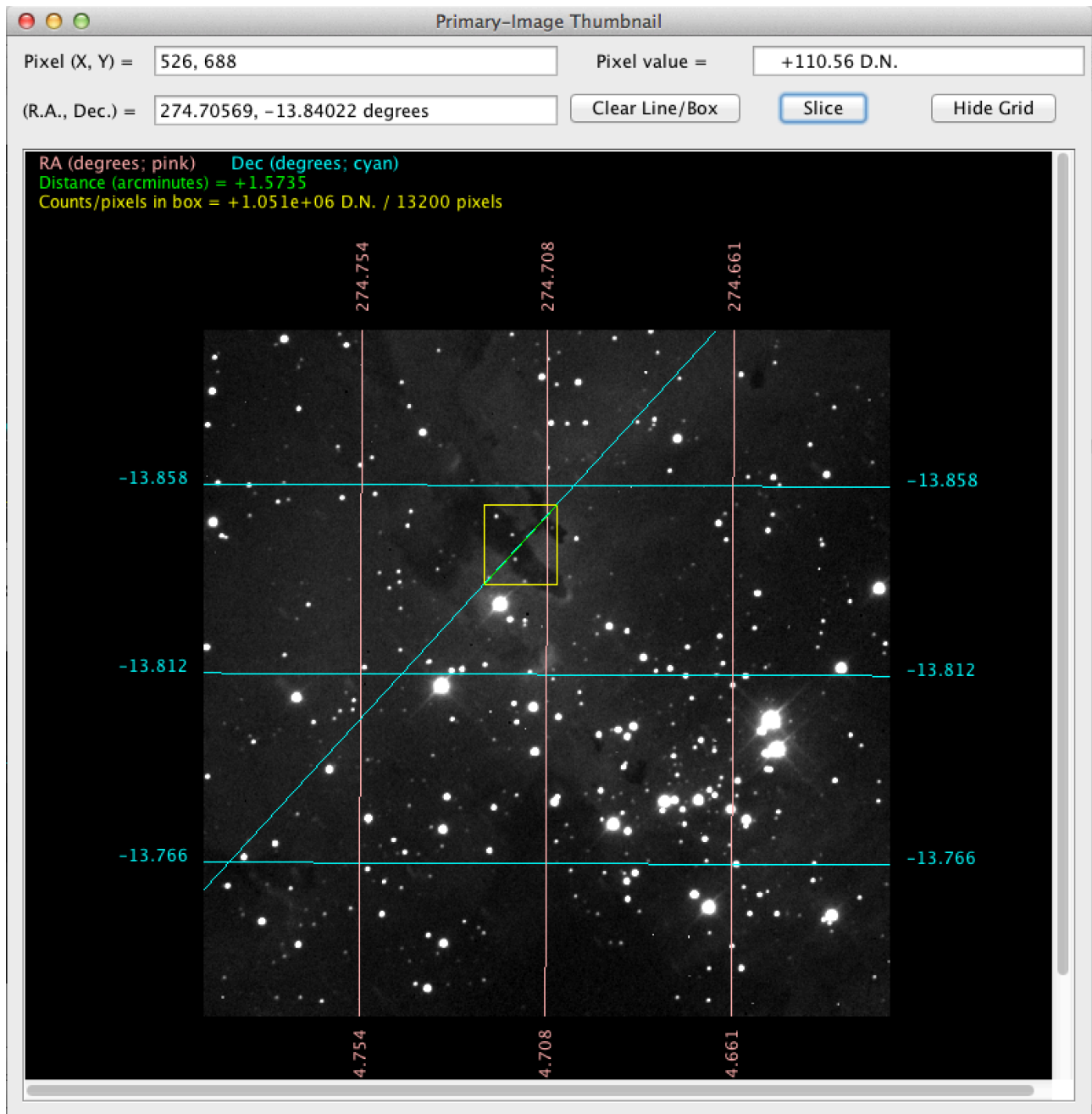
ในกรณีที่เรามี pixel ที่ผิดปกติและอาจจะมีผลกระทบต่อการทำ photometry โปรแกรม APT สามารถที่จะให้เราเลือกที่จะไม่นับบาง pixel ในการคำนวณได้ โดยเข้าไปที่ปุ่ม Pick/Zap บริเวณด้านล่างของหน้าจอ จะเปิดหน้าต่าง Pick/Zap Tool ขึ้นมา

- 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 9.6)

ในหน้าต่างนี้ ตัวเลขสามชุดด้านบนแสดงถึงพิกัดและความเข้มของ pixel ณ ตำแหน่ง cursor ปุ่ม Show/Hide Grid จะแสดง grid ตามระบบพิกัดขึ้นมา หากเราลากเมาส์ในภาพนี้จะมีเส้นสีเขียวขึ้นมา ล้อมรอบด้วยกล่องสี่เหลี่ยม บริเวณด้านบนซ้ายของหน้า



รูปที่ 9.6: หน้าต่าง Primary-Image Thumbnail แสดง grid และการวัดขนาดเชิงมุมของ Pillars of Creation ใน Eagle Nebula



รูปที่ 9.7: หน้าต่าง slice จากบน thumbnail แสดงภาพตัดขวางของ Eagle Nebula แสงสว่างที่หริ่งในกราฟ เป็นเนบิวลามืดที่มีลักษณะคล้ายงวงช้าง (Elephant Trunk) ซึ่งเป็นบริเวณที่กำลังเกิดการรวมตัวของก๊าซ เป็นดาวดวงใหม่

จะแสดงค่าความยาวเชิงมุม และจำนวน counts/pixels in box ขึ้นมา ทำให้เราสามารถใช้เครื่องมือนี้ในการวัดระยะเชิงมุมได้

นอกจากนี้ หากเรากดปุ่ม “Slice” ระหว่างที่เราได้ลากเส้นเอาไว้ จะมีหน้าต่าง “Slice Plot” ขึ้นมา (รูปที่ 9.7) หน้าต่างนี้จะแสดงค่า surface brightness ตามแนวที่เราลากเอาไว้ โดยจะมีบริเวณสี่เหลี่ยมแทนบริเวณที่อยู่ในกรอบ ทำให้เราสามารถเห็นรายละเอียดต่างๆ ของภาพได้ เช่นในรูปที่ 9.7 เราสามารถสังเกตเห็นบริเวณมืดสองบริเวณซึ่งสอดคล้องกับ Pillars of Creation ใน Eagle Nebula ในรูปที่ 9.6 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. หลังจากที่เราหา source พบแล้ว โปรแกรมจำเป็นต้องหาพิกัดสำหรับ source เหล่านั้นก่อน จึงจะสามารถนำไปคำนวณได้ในหน้าต่าง “Source-List Tool” นี้ เราสามารถเลือกที่จะให้ระบบระบุพิกัดเป็น pixel หรือ Equatorial coordinate ได้ หากเราทราบ WCS หากเราต้องการนำ source list นี้ไปใช้กับภาพที่ถ่ายบริเวณเดียวกันภาพอื่น ควรจะใช้ source list ในพิกัด Equatorial coordinate
7. กดปุ่ม “Automatically Process Source List” และโปรแกรมจะทำการคำนวณหาพิกัดสำหรับดาวต่างๆ และทำการคำนวณ Aperture Photometry ตามค่า ที่เราตั้งเอาไว้ (ดังนั้น ก่อนที่จะทำ source list เราควรจะให้แน่ใจว่าเราได้ค่า aperture ที่ถูกต้องเสียก่อน) เราสามารถเข้าไปดูพิกัดได้ที่ไฟล์ .dat ที่เราตั้งไว้ใน “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. เครื่องมืออีกอย่างที่น่าสนใจคือปุ่ม “Plot Results” ซึ่งสามารถสร้าง Plot ได้หลายชนิด แต่ชนิดหนึ่งที่เราจะยกตัวอย่างเอาไว้ในที่นี้ก็คือ Histogram Plot ให้เปลี่ยน X-axis Data เป็น Magnitude และกด “Histogram Plot” เราก็จะได้กราฟกระจายความถี่ แสดงถึงดวงดาวที่อยู่ในค่า magnitude ต่างๆ ทั้งหมดในภาพนี้ เช่น หากเราต้องการทราบว่าใน ภาพนี้มีดาวที่มี magnitude 17-18 อยู่กี่ดวง เราสามารถทำได้โดยวิธีนี้
10. ในบางกรณี เราอาจจะต้องการทำ photometry บนดาวดวงเดียวกัน ในหลายๆ ฟิลเตอร์ เป็นจำนวนมาก เช่นการหา B-V เพื่อนำไปทำ H-R Diagram หากเราทำการสร้าง source-list สองครั้ง ในแต่ละภาพ จำนวนดาว และตำแหน่งของดาว แต่ละดวงในแถวจะได้ไม่เท่ากัน และทำให้เราต้องคอยจับคู่ว่าดาวดวงที่ 1 ในฟิลเตอร์ B เป็นดาวดวงใดกันแน่ในฟิลเตอร์ V วิธีหนึ่งที่เราทำได้ ก็คือการ save source list จากที่เคยสร้างเอาไว้แล้ว นำมาใช้กับอีกภาพหนึ่ง ทำให้มั่นใจได้ว่าดาวดวงที่ลำดับเดียวกัน จะเป็นดวงเดียวกันเสมอ ทำให้สามารถนำ B มาลบกับ V ได้โดยง่ายดาย เราสามารถ save source-list ได้ ในขั้นตอนการ create source-list โดยกดที่ “Reset source-list Filename” และเลือก directory และชื่อไฟล์ที่ต้องการเซฟ และสามารถโหลดได้โดยการกดที่ “Choose source-list” แทนที่จะทำการ create source-list สำหรับไฟล์ถัดไป อย่างไรก็ตามควรจะมีใจว่าภาพทั้งสองที่ใช้นี้ไม่ได้มีการเคลื่อนที่เสียก่อน

9.2.3 Iris

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

ในหน้าต่างซอฟต์แวร์ Iris ที่เมนู Analysis กด Aperture Photometry คำว่า aperture ในที่นี้หมายถึงการใช้วง (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 เพราะบางครั้งเมื่อมีดาวซ้อนทับกันมากในบริเวณที่มีดาวหนาแน่น เช่นทาง ช้างเผือก หรือบริเวณที่มีวัตถุแปลกปลอมอื่นๆ เข้ามาใน aperture เราจะใช้วิธีทำ PSF photometry แทน วิธีนี้อยู่นอกเหนือขอบเขตของงานวิจัยของเราในขั้นนี้ไป แต่หากสนใจศึกษาต่อทางดาราศาสตร์ก็จะพบว่า PSF photometry นี้เป็นวิธีที่น่าเชื่อถือที่สุดในการทำโฟโตเมตรี เพราะจะสร้างแบบจำลองของความสว่างดาวตามแบบจำลอง Point Spread Function หรือ PSF (บทที่ 8.4) และวัดความสว่างจากแบบจำลองที่ได้อีกต่อหนึ่ง

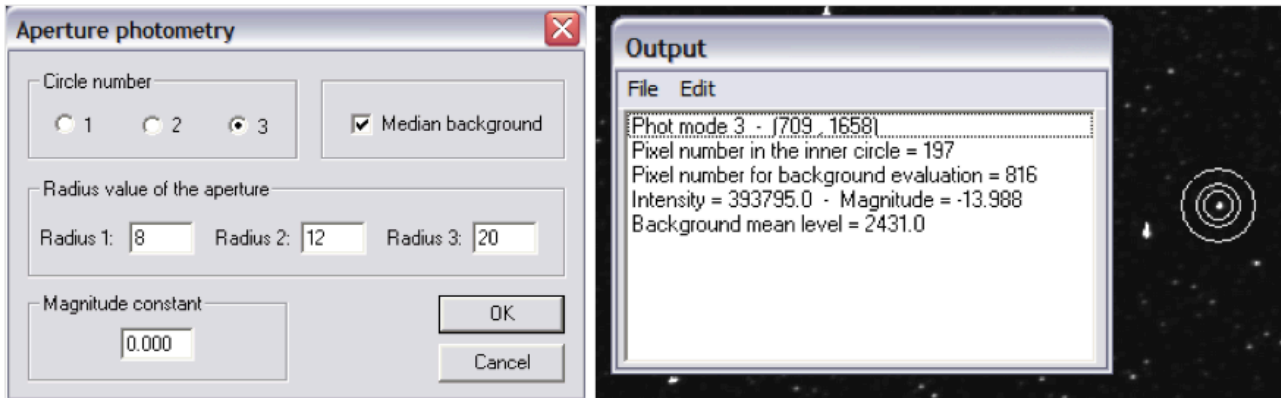
ทั้งนี้ สำหรับกรณีของงานวิจัยในเบื้องต้น การทำ aperture photometry ก็ถือว่ามีความเที่ยงตรงมากเพียงพอแล้ว

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 9.9) การปรับทำได้โดยเลื่อนแถบเลื่อนด้านบนให้ไปทางซ้าย โดยแถบเลื่อนด้านบนนี้เป็นตัวกำหนดระดับความสว่างที่จะให้ซอฟต์แวร์แปรผลภาพ เป็นสีขาว หรืออาจจะต้องเลื่อนแถบเลื่อนด้านล่างขึ้นมาเล็กน้อยด้วย โดยแถบเลื่อนด้านล่างนี้ก็จะจะเป็นแถบที่ระบุระดับความสว่างที่จะให้ซอฟต์แวร์ แปรผลเป็นสีดำ ในขั้นนี้ควรลองเปลี่ยนระดับความสว่างทั้งสองจนกว่าจะได้ระดับ



รูปที่ 9.8: การทำโฟโตเมตรีด้วยซอฟต์แวร์ Iris (ซ้าย) หน้าต่าง Aperture Photometry ซึ่งจะมีตัวเลือกที่สำคัญคือจำนวนวงโฟโตเมตรีที่ใช้ในการวัดความสว่างของดาวและพื้นหลัง (ขวา) ผลการทำโฟโตเมตรี ข้อมูลที่สำคัญที่สุดคือค่า Intensity ซึ่งเป็นรูปแบบหนึ่งของความเข้มแสง (flux) ที่วัดได้

ที่สามารถเห็น ดาวแปรแสงที่เราต้องการได้ชัดเจน โดยที่พื้นหลังไม่มืดหรือสว่างเกินไปนัก

3. กดเมนู Analysis และ Aperture Photometry โปรแกรมจะแสดงหน้าต่าง Aperture Photometry (รูปที่ 9.8 (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 9.2.2)

เมื่อเลือกเรียบร้อยแล้วกด OK เพื่อเริ่มการทำโฟโตเมตรี

5. เมื่อเราทำการตั้ง Aperture เรียบร้อยแล้ว cursor บนภาพหลักจะเปลี่ยนเป็นรูปวงแหวนแสดง Aperture ที่เราตั้งค่าเอาไว้ ให้เลื่อนวงโฟโตเมตรีไปที่ศูนย์กลางดาว แล้วคลิกเมาส์เพื่อเลือกดาวที่ต้องการวัดความสว่าง โปรแกรม Iris จะแสดงหน้าต่าง Output แสดงผล (รูปที่ 9.8 (ขวา))
6. ในหน้าต่าง Output นี้ ค่าที่เราสนใจจริงๆ มีเพียงค่าเดียว คือ ค่า Intensity ซึ่งจะบอกความสว่าง (ค่า intensity นี้จะเกี่ยวข้องกับ flux แต่ไม่ใช่ magnitude โดยตรง) ของดาวที่วัดได้ สำหรับค่า Magnitude ที่ Iris แสดงนั้นไม่สามารถใช้ได้ เนื่องจากเราไม่ได้ปรับเทียบค่า Magnitude Constant ที่แตกต่างกันในแต่ละภาพ

- หากต้องการทราบค่า magnitude ของดาวที่ทราบ Intensity แล้ว เราจะต้องทำโฟโตเมทรีตามข้อ (5) กับดาวอีกอย่างน้อยหนึ่งดวงที่ทราบค่า magnitude (เช่น จากโปรแกรมแผนที่ดาว หรือจาก catalog ที่เราหาด้วยโปรแกรม DS9) โดยใช้ขนาดของวงโฟโตเมทรีเท่ากับที่ใช้วัดดาวดวงแรกในข้อ 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 และดาวที่เราทำโฟโตเมทรีและต้องการทราบ magnitude ปรากฏ และให้ m_1 เป็น magnitude ของดาวอ้างอิง ก็จะสามารถแก้สมการหา m_2 ที่เราต้องการได้

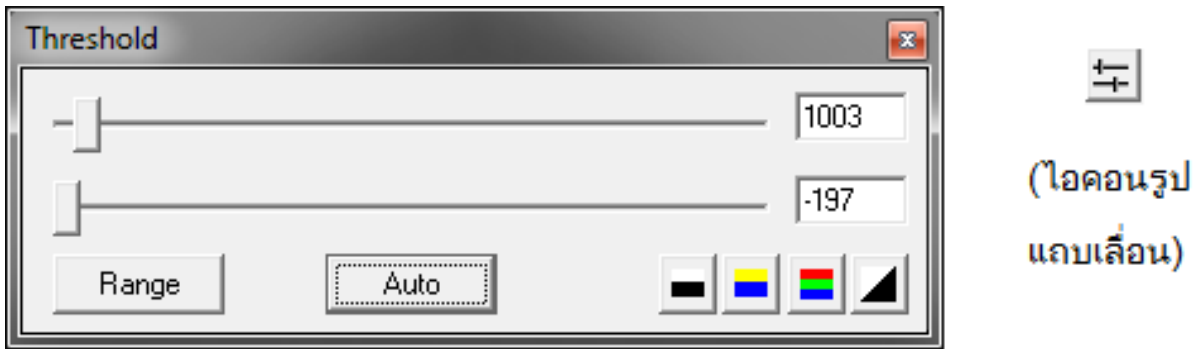
อีกวิธีหนึ่งที่เราอาจทำได้ก็คือการหาค่า magnitude constant โดยเอาค่า dimensionless magnitude ที่โปรแกรมวัดได้ มาแปลงเป็น magnitude ที่แท้จริง โดยเราสามารถหา dimensionless magnitude ได้โดยการใช้ดาวอ้างอิงที่เราทราบ magnitude ที่แน่นอน เช่น หากดาวอ้างอิงดวงหนึ่ง โปรแกรมวัด dimensionless magnitude ได้ -15 แต่ความเป็นจริงแล้วดาวดวงนี้มีแมกนิจูด 10 นั่นแสดงว่าโปรแกรมวัด dimensionless magnitude ได้คลาดเคลื่อนไป $10 - (-15) = 25$ ซึ่งหากเรานำค่า 25 นี้ไปบวกกับ dimensionless magnitude ของดาวดวงอื่นที่ต้องการหาในภาพเดียวกัน เราก็จะได้ magnitude ที่เทียบกับดาวอ้างอิงแล้ว เช่นเดียวกัน

- ในการเลือกดาวอ้างอิงที่เหมาะสมนั้น ควรเลือกดาวอ้างอิงที่มีความสว่างใกล้เคียงกับดาวที่ต้องการทำโฟโตเมทรี อยู่ไม่ห่างจากดาวที่เราต้องการทำโฟโตเมทรีจนเกินไป และควรพยายามเลือกให้เป็นดาวโดดๆ กล่าวคือหลีกเลี่ยงดาวที่มีดาวดวงอื่นอยู่ในวงวัดความสว่างพื้นหลังเท่าที่ทำได้ และควรใช้ดาวอ้างอิงสองสามดวงเป็นอย่างน้อยแล้วเฉลี่ยเพื่อเพิ่มความแม่นยำในการวัด
- หากต้องการสร้างกราฟแสงของดาวแปรแสง ให้ทำข้อ (5-6) ในภาพที่มีทุกภาพ แล้วหาค่า magnitude มาสร้างกราฟเป็นฟังก์ชันของเวลา

การเตรียมภาพหลายๆ ภาพ สำหรับการใช้งาน Iris

โปรแกรม Iris มีความสามารถในการ process ภาพพร้อมกันหลายๆภาพได้ ไม่ว่าจะเป็นการรวมภาพหลายๆภาพเอาไว้ด้วยกัน (Image Stacking) หรือการทำ Photometry ของดาวดวงกันบนภาพหลายๆ ภาพพร้อมๆ กัน (Batch Photometry) แต่ก่อนอื่นเราต้องทำการเปลี่ยนไฟล์ให้อยู่ในรูปแบบที่ Iris พร้อมทั้งจะนำไปใช้ต่อเสียก่อน ตามขั้นตอน ดังนี้

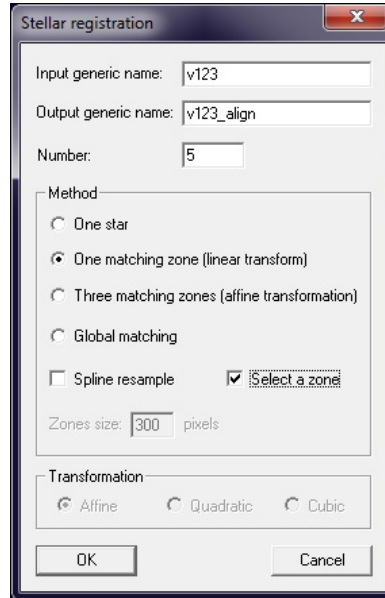
- โปรแกรม Iris ไม่สามารถอ่านไฟล์ประเภท FITS ได้ แต่สามารถอ่านไฟล์ FIT ได้ หากเรามีไฟล์ FIT ที่ต้องการใช้กับ Iris เราสามารถแก้ได้โดยการเปลี่ยนชื่อไฟล์จาก filename.fits เป็น filename.fit หากเรามีไฟล์ที่ต้องการเปลี่ยนเป็นจำนวนมาก อาจจะใช้โปรแกรมอื่นในการเปลี่ยนชื่อไฟล์พร้อมๆ กัน
- ก่อนที่เราจะเริ่มทำการทำงานใดๆ ผ่านโปรแกรม Iris ได้นั้น เราต้องทำการเปลี่ยน Working Directory ไปสู่ Directory ที่ไฟล์ของเราอยู่เสียก่อน โดยเข้าไปที่ File->Settings เปลี่ยน Working path เป็น Directory ที่เราต้องการ และกด Ok
- ในการจัดการกับไฟล์พร้อมกันหลายๆ ไฟล์ โปรแกรม Iris จะอ่านไฟล์ที่มีตัวอักษรนำเหมือนกัน ตามด้วยตัวเลขที่เรียงกันเป็นลำดับ เช่น filename-1.fit, filename-2.fit, filename-3.fit,... filename-10.fit โดยตัวเลขจะไม่สามารถมีเลขศูนย์



รูปที่ 9.9: หน้าต่าง Threshold เพื่อปรับ scale บนโปรแกรม Iris สามารถเปิดหน้าต่างได้ที่ปุ่มรูปแถบเลื่อน

ขึ้นนำหน้าได้ (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. หลังจากทีไฟล์อยู่ในรูปที่เรียงกันตามที่ 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 9.9) โดยปรับ scale ของ histogram ตามความเหมาะสม หรือกด Auto
7. เราสามารถเลือกบริเวณของภาพที่เราต้องการทำ align ได้ โดยการคลิกเมาส์ลาก เช่น บริเวณที่มีดาวมากเป็นพิเศษ หรือบริเวณที่เราสนใจศึกษา
8. เข้าไป Align ภาพได้ที่ Processing->Stellar registration... จะมีหน้าต่างขึ้นมา (รูปที่ 9.10) ให้เราใส่ชื่อ “Input generic name” เป็นชื่อขึ้นต้นไฟล์ในชุดข้อมูลของเรา (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 หากเราไม่ได้



รูปที่ 9.10: หน้าต่าง Stellar Registration ในโปรแกรม Iris เพื่อทำการ align ไฟล์ FIT หลายๆไฟล์โดยการจัดเรียงตามเงื่อนไขที่ระบุเอาไว้ 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

ระบุ “Select a zone” โปรแกรมจะทำการ align โดยใช้ดาวทั้งหมดในภาพ เราสามารถใช้ “One matching zone” ได้ ในกรณีทั่วไปเกือบทุกกรณี ยกเว้นกรณีที่มีดาวเยอะมากเราอาจจะต้องการระบุเพียงบางส่วนเพื่อลดเวลาการคำนวณ

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 สำหรับภาพที่วัดภูมิความสว่างน้อยได้โดยการโหลดไฟล์แรกของชุดข้อมูลที่ได้ทำการ Align แล้ว จากนั้นให้เข้าไปที่ Processing->Add a sequence บนหน้าต่าง Add a sequence ให้ระบุชื่อ Input generic name เป็นชื่อขึ้นต้นของชุดข้อมูลที่ได้ align ไปเรียบร้อยแล้ว พร้อมทั้งระบุ Number เท่ากับจำนวนไฟล์ทั้งหมดในชุดข้อมูลนี้

เราสามารถเลือกวิธีในการรวมภาพได้หลายวิธี แต่สำหรับในกรณีทั่วไป เราต้องการใช้เพียง Arithmetic ก็เพียงพอแล้ว ที่ซึ่งเครื่องหมายถูกเอาไว้บน “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

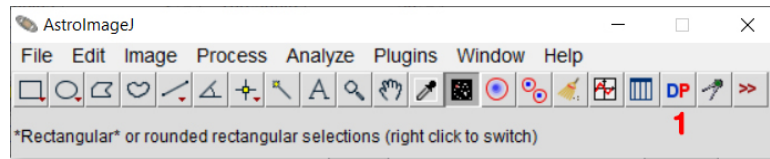
การทำ batch photometry ด้วย Iris

อีกประโยชน์หนึ่งของการ Align ภาพด้วย Iris ก็คือ เราสามารถนำภาพที่ได้ไปคำนวณหา Photometry พร้อมกันได้ทั้งหมด เช่น หากเราต้องการหา light curve ของดาวแปรแสงซึ่งเราถ่ายภาพติดต่อกันมา 100 ภาพ การนั่งทำ aperture photometry ทีละภาพอาจจะเป็นเรื่องที่น่าเบื่อ 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 เราอาจจะต้องทำการวิเคราะห์ขนาด Aperture ที่เหมาะสมก่อนจะทำการคำนวณ batch photometry จากนั้นกด Ok เพื่อเริ่มการทำ batch photometry
8. ค่าทาง photometry ของวัตถุต่างๆ พร้อมทั้งวันที่ของไฟล์ต่างๆในหน่วย JD จะถูกแสดงในหน้าต่าง Output นอกจากนี้เรายังสามารถอ่านค่า output ได้จากไฟล์ output.lst ที่เราได้ตั้งชื่อเอาไว้ โดยไฟล์จะอยู่ใน Working Directory

9.2.4 AstrolmageJ

โปรแกรม AstrolmageJ เป็นโปรแกรมสำหรับทำ Image Processing สามารถ Download ได้ฟรี และโปรแกรม AstrolmageJ ยังสามารถทำโฟโตเมตรีของดาวคู่ ดาวแปรแสงและดาวเคราะห์นอกระบบสุริยะได้ง่ายและไม่ซับซ้อนด้วย



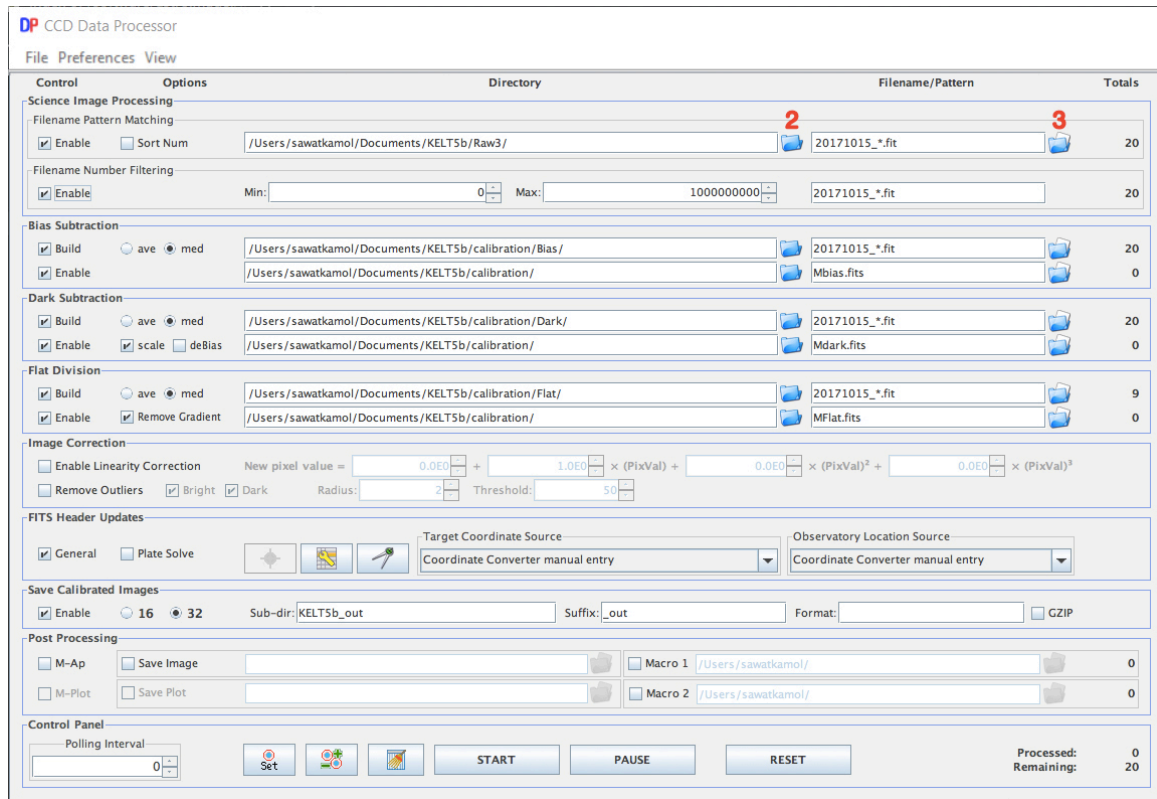
รูปที่ 9.11: หน้าต่างของโปรแกรม AstrolmageJ

การติดตั้ง

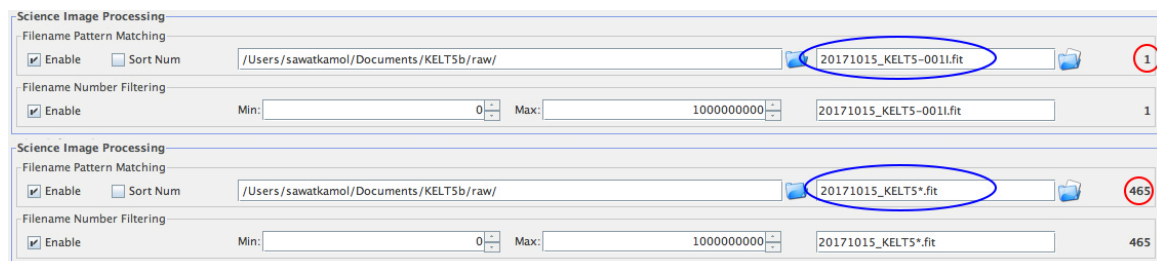
สามารถดาวน์โหลดโปรแกรม AstrolmageJ ได้ที่ <http://www.astro.louisville.edu/software/astroimagej/>
เลือกระบบปฏิบัติการตามคอมพิวเตอร์ของผู้ใช้ https://www.astro.louisville.edu/software/astroimagej/installation_packages/

การลบสัญญาณรบกวน (Calibration) หรือ Image Processing ด้วย AstroimageJ

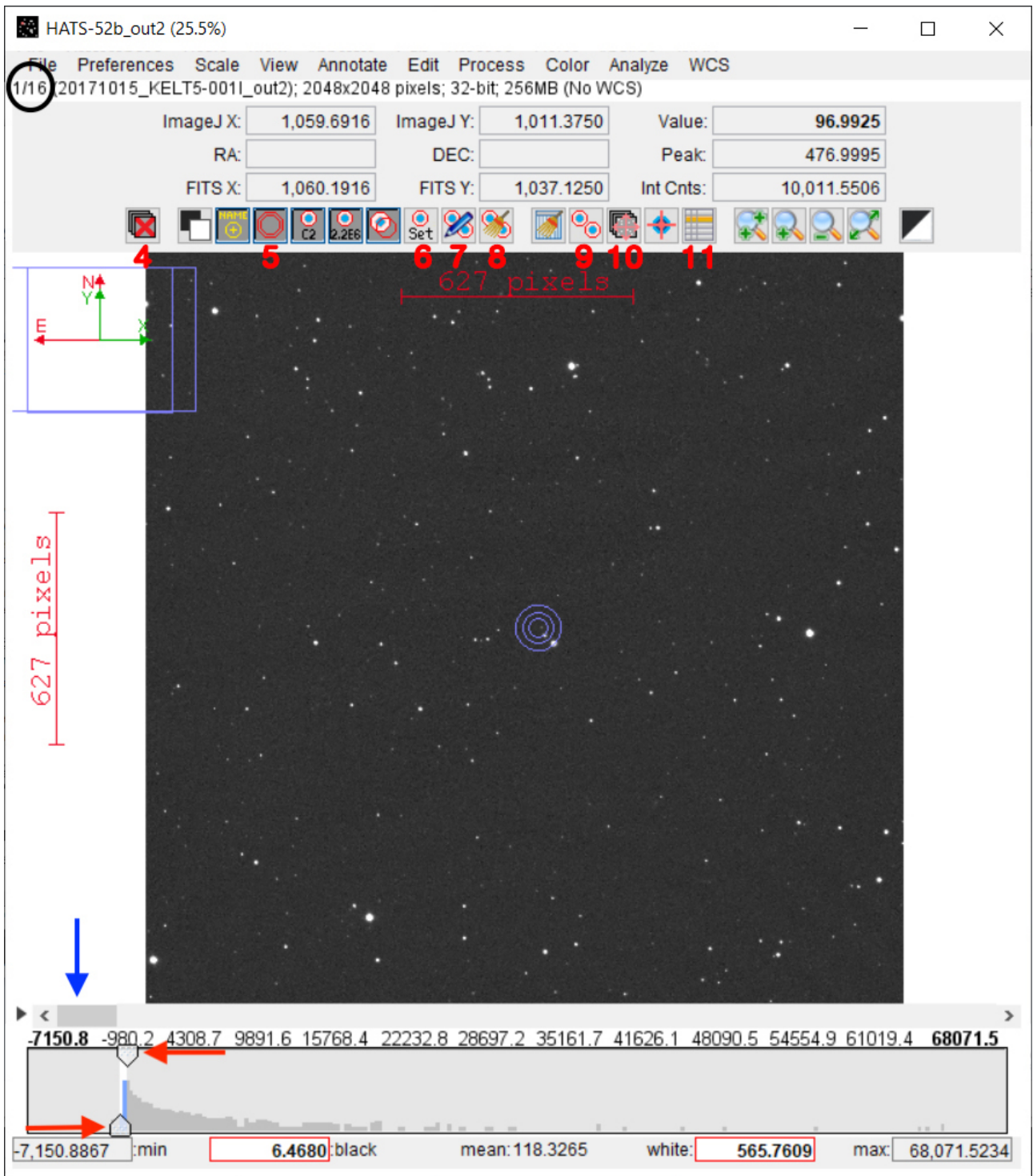
1. จากรูปที่ 9.11 หน้าต่างของโปรแกรม AstrolmageJ กดเครื่องหมาย 1 (DP) เพื่อเปิดหน้าต่าง DP Coordinate Converter และหน้าต่าง CCD Data Processor สำหรับ Calibration
2. ในหน้าต่าง DP Coordinate Converter ให้ใส่ชื่อดาวในช่อง SIMBAD Object ID หากโปรแกรมค้นหาดาวไม่เจอให้ใส่ข้อมูลตำแหน่งดาว (RA, Dec) ในช่อง Standard Coordinates จากนั้นเลือก Observatory ID (ถ้าไม่มี ใน List ให้เลือก Custom Lon, Lat, and Alt entry จากนั้นใส่ตำแหน่งลองจิจูดและละติจูดของหอดูดาวที่ใช้ในเก็บข้อมูลในช่อง Geographic Location of Observatory)
3. สำหรับหน้าต่าง CCD Data Processor (รูปที่ 9.12) ช่อง Science Image processing -> Filename Pattern Matching กด Enable เลือกที่อยู่ของไฟล์ภาพ (ต้องเป็น .Fits) คลิกปุ่มไฟล์สีฟ้าหมายเลข 2 เลือกโฟลเดอร์ที่มีไฟล์ภาพที่ต้องการ Calibrate จากนั้นคลิกสัญลักษณ์หมายเลข 3 เพื่อเลือกไฟล์ภาพ แก้อชื่อไฟล์ ภาพให้เหลือเพียงชื่อที่เหมือนกันหรือลบชื่อจนกว่าจำนวนภาพตรง Totals จะเท่ากับจำนวนภาพทั้งหมดในโฟลเดอร์ดังกล่าวรูปที่ 9.13 ให้จำนวน Totals ของภาพเท่ากับจำนวนภาพทั้งหมดในโฟลเดอร์และเปลี่ยนชื่อไฟล์เป็น *.fits
4. สร้าง Master Bias ช่อง Bias Subtraction กด Build และ Enable เลือก med จากนั้นเลือกที่อยู่ของไฟล์ภาพ (ต้องเป็น .Fits) คลิกปุ่มไฟล์สีฟ้าเพื่อเลือกโฟลเดอร์ที่มีไฟล์ภาพ Bias จากนั้นคลิกเลือกไฟล์ภาพในช่องถัดไป (ด้านขวา) แก้อชื่อไฟล์ภาพ ให้จำนวน Totals ของภาพเท่ากับจำนวนภาพ Bias ทั้งหมดในโฟลเดอร์ และเปลี่ยนชื่อไฟล์เป็น *.fits เช่นเดียวกับไฟล์ภาพในข้อ 3. จากนั้นกดเลือกโฟลเดอร์ให้ไฟล์ Master Bias อยู่ และตั้งชื่อไฟล์ ดังตัวอย่างรูป 9.12
***แนะนำให้แยกโฟลเดอร์ของไฟล์ภาพเป็น โฟลเดอร์ Bias Dark Flat เพื่อความสะดวกในการเรียกใช้**
5. สร้าง Master Dark ช่อง Dark Subtraction ทำแบบเดียวกับ Master Bias ดังตัวอย่างรูป 9.12
6. สร้าง Master Flat ช่อง Flat Subtraction ทำแบบเดียวกับ Master Bias ดังตัวอย่างรูป 9.12
7. ช่อง Save Calibrated Images กด Enable เลือก 32 ตั้งชื่อโฟลเดอร์สำหรับไฟล์ที่ Calibration แล้วพร้อมตั้งชื่อไฟล์ดังตัวอย่างในหน้าต่างรูปที่ 9.12 จากนั้น กด START (โฟลเดอร์ไฟล์ภาพที่ Calibration เรียบร้อยแล้วจะอยู่ในโฟลเดอร์เดียวกับไฟล์ภาพที่ยังไม่ Calibration)



รูปที่ 9.12: หน้าต่าง CCD Data Processor โปรแกรม AstrolmageJ



รูปที่ 9.13: แสดงตัวอย่างการแก้ไขไฟล์ภาพ (วงสีน้ำเงิน) เดิมชื่อ 20171015_KELTS-0011.fits จำนวนภาพคือ 1 แก้ชื่อไฟล์ภาพให้เหลือเพียงชื่อที่เหมือนกันจะได้ 20171015_KELTS*.fits จำนวนภาพจะเพิ่มขึ้นเป็นทั้งหมด 465 (โปรแกรม AstrolmageJ)



รูปที่ 9.14: แสดงหน้าต่างเพื่อทำ Photometry คือหน้าต่างที่จะเริ่มกระบวนการวัดแสงของดาว โปรแกรม Astrometry

การทำ Aperture Photometry ด้วย AstrolmageJ

ชุดคำสั่ง

จากหน้าต่างรูปที่ 9.14

- **หมายเลข 4** ยกเลิกการใช้ภาพ
-ในกรณีที่เปิดภาพแล้วไม่ต้องการให้โปรแกรมทำ Photometry ภาพนั้นสามารถกดปุ่มนี้เพื่อยกเลิกการใช้ภาพนั้น
- **หมายเลข 5** เปิด aperture (วงที่ใช้วัดแสง) ให้เป็น 3 วง
- **หมายเลข 6** ปรับรัศมีของ aperture แต่ละวง
- **หมายเลข 7** วาง aperture เดิมก่อนหน้านี้
- **หมายเลข 8** ล้าง aperture เดิมที่วาง
-กรณีที่วาง aperture เรียบร้อยแล้วต้องการที่จะวางใหม่ตั้งแต่แรก สามารถกดปุ่มนี้เพื่อล้าง aperture เดิม
- **หมายเลข 9** เพื่อกำหนด aperture ซึ่งจะแสดงหน้าต่าง Multi-Aperture Measurements ดังรูปที่ 5
- **หมายเลข 10** Align ภาพ
-กรณีที่ตำแหน่งของดาวแต่ละภาพไม่ตรงกัน สามารถกด align ภาพได้
- **หมายเลข 11** FITS Header Editor
-แสดงข้อมูลทั่วไปของภาพ เช่น วันเวลาถ่าย ฟิลเตอร์ เวลาเปิดหน้ากล้อง เป็นต้น

ขั้นตอนการทำ Aperture Photometry ด้วย AstroimageJ

1. เปิดภาพที่ต้องการทำ Photometry โปรแกรม AstrolmageJ สามารถใช้ระบบ WCS ได้ ซึ่งสามารถอ่านค่า RA, DEC จากภาพได้ (ถ้าภาพนั้นๆ มี WCS มาให้) หรือถ้าหากภาพไม่มี WCS มาให้ สามารถเทียบตำแหน่ง X, Y ในภาพได้ ดังนั้นหากต้องการอ้างอิงถึงดาวดวงเดียวกับที่เห็นใน ds9 ต้องจำค่า X, Y ของตำแหน่งดาวมาเทียบใน AstrolmageJ หรือสามารถเทียบภาพที่ได้กับภาพในเว็บไซต์ SIMBAD

สำหรับการเปิดภาพไปที่ File → Import → Image Sequence... เลือก Folder ของภาพที่ลบสัญญาณรบกวน เรียบร้อยแล้วหรือภาพที่ต้องการทำ Photometry กด Choose จากนั้นจะปรากฏหน้าต่าง Sequence Options ใส่จำนวนภาพที่ต้องการเปิด (Number of image) เริ่มจากภาพ (Starting image) เพิ่มทีละ (Increment) จากนั้นกด OK เพื่อเปิดรูป จะปรากฏหน้าต่างรูปที่ 9.14 ซึ่งสามารถดูจำนวนภาพที่เปิดได้จากมุมซ้ายของหน้าต่างรูปที่ 9.14 (วงกลมสีดำ)

* คอมพิวเตอร์แต่ละเครื่องจะเปิดจำนวนภาพได้ไม่เท่ากัน ดังนั้นควรตรวจสอบความจุของเครื่องก่อน หากความจุไม่พอ โปรแกรมจะแจ้งเตือนว่า out of memory

- * วิธีแก้ไข ไปที่ Edit → Options → Memory & Threads... ปรับค่า Maximum memory ของโปรแกรมให้มากที่สุด เช่น เดิม 640 เพิ่มเป็น 1024 เป็นต้น (ขึ้นอยู่กับความจุของคอมพิวเตอร์แต่ละเครื่อง) จากนั้นปิดโปรแกรมแล้วเปิดโปรแกรมใหม่
2. โปรแกรม AstrolmageJ มีวิธีการแสดงภาพที่ค่อนข้างแตกต่างกับ ds9 เช่น ระบบ scale ที่ไม่มี ระบบ zscale แต่เราสามารถทำให้ภาพสว่างขึ้นเพื่อให้เห็นดาวที่มีความจางมากได้โดย การปรับ histogram ด้านล่างของภาพ (รูปที่ 9.14 ลูกศรสีแดง) การปรับทำได้โดยเลื่อนแถบ ด้านบนให้ไปทางขวาโดยแถบเลื่อนด้านบนนี้เป็นตัวกำหนดระดับความสว่างที่จะให้ โปรแกรมแปรผลภาพ เป็นสีดำ หรืออาจจะต้องเลื่อนแถบเลื่อนด้านล่างไปทางซ้ายเล็กน้อยด้วย โดยแถบเลื่อนด้านล่างนี้ก็เป็นแถบที่ระบุระดับความสว่างที่จะให้โปรแกรม แปรผลเป็นสีขาว ในขั้นนี้ควรลองเปลี่ยนระดับความสว่างทั้งสอง จนกว่าจะเห็นดาวที่เราต้องการได้ชัดเจน โดยที่พื้นหลังไม่มีดหรือสว่างเกินไป

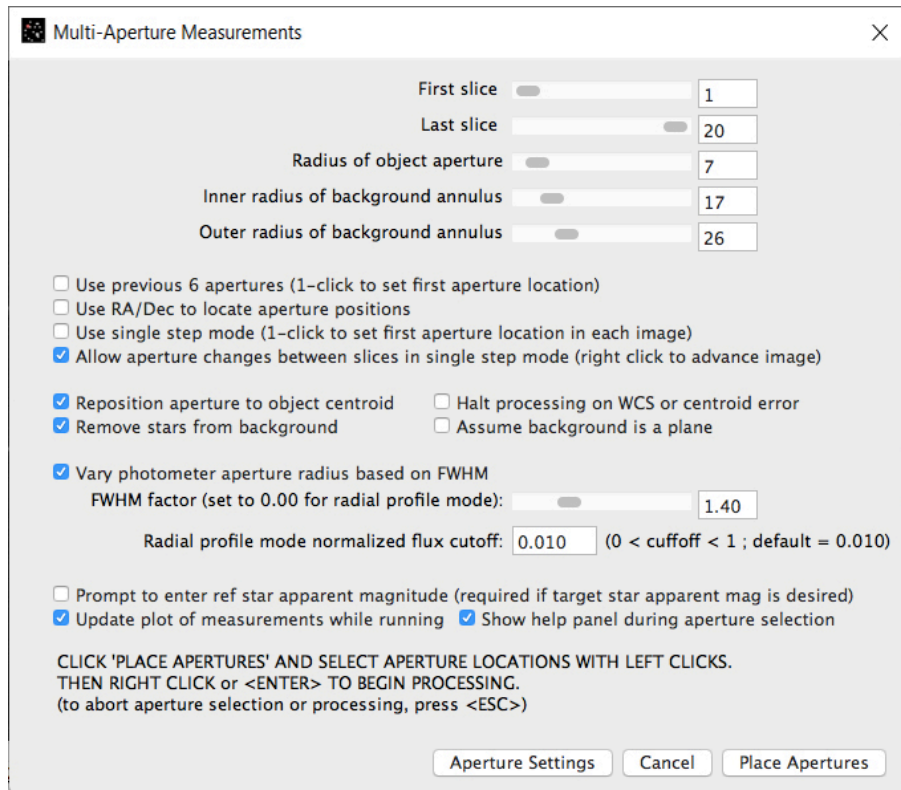
***ปกติโปรแกรมจะปรับให้อัตโนมัติ หากภาพที่เปิดขึ้นมาเห็นดาวที่ต้องการได้ชัดเจนก็ไม่ต้องปรับในส่วนนี้**

3. เมื่อเปิดภาพเรียบร้อยแล้ว สามารถเลื่อนดูภาพแต่ละภาพได้จากแถบเลื่อนด้านล่างของภาพ (รูปที่ 4 ลูกศรสีน้ำเงิน) หากภาพไหนมีปัญหาไม่ต้องการใช้ภาพนั้นสามารถกดสัญลักษณ์หมายเลข 4 (รูปที่ 9.14) เพื่อไม่ให้โปรแกรมวัดแสงดาวในภาพนั้นและในกรณีนี้ที่ตำแหน่งภาพไม่ตรงกันโปรแกรมสามารถปรับตำแหน่งภาพให้ตรงกันได้หรือที่เรียกว่า Align ภาพสามารถอ่านเพิ่มเติมในหัวข้อ **ขั้นตอนการ Align ภาพ**
4. กดสัญลักษณ์หมายเลข 9 ในหน้าต่างรูปที่ 9.14 เพื่อทำ Photometry ซึ่งจะปรากฏหน้าต่าง Multi-Aperture Measurements (รูปที่ 9.15) กำหนดค่าต่างๆ

- First slice - เริ่มรูปที่
- Last slice - จบรูปที่
- **ปรับขนาดของ aperture (วงที่ใช้วัดแสง)** - สำหรับการเลือกรัศมีที่เหมาะสมสำหรับการทำ Aperture photometry สามารถอ่านรายละเอียดเพิ่มเติมได้จากส่วนของ Aperture photometry Tool (หัวข้อ 9.2.2) ซึ่งไม่ควรวัดดาวที่ไม่ใช่เป้าหมายอยู่ในวงกลมหลัก
- Radius of object aperture - รัศมี aperture ของวัตถุ
- Inner radius of background annulus - รัศมีของ aperture ของพื้นหลังวงใน
- Outer radius of background annulus - รัศมีของ aperture ของพื้นหลังวงนอก

โหมดเลือกสำหรับวง aperture

- **Use previous (number) aperture (1-click to set first aperture location)** - คือการใช้ aperture เดิมก่อนหน้า (1 คลิกเพื่อกำหนดตำแหน่ง aperture แรก จากนั้นโปรแกรมจะจำตำแหน่ง aperture ก่อนหน้านี้และนำมาวางให้อัตโนมัติ) *ใช้ในกรณีที่ไฟล์ชุดข้อมูลเดิมและ Field ภาพเดียวกัน ตำแหน่งดาวอยู่ที่เดิม หากตำแหน่งดาวเปลี่ยนไปหรือภาพกลับจะไม่สามารถใช้ aperture เดิมก่อนหน้านี้ได้
- **Use RA/Dec to placate aperture positions** - คือการใช้ตำแหน่งดาว RA/Dec เพื่อวางตำแหน่ง aperture โปรแกรมจะจำตำแหน่ง RA/DEC ของแต่ละภาพและวาง aperture ในตำแหน่ง RA/DEC เดิม *ใช้ในกรณีที่ไฟล์ภาพมีตำแหน่ง RA/DEC ของดาวมาให้



รูปที่ 9.15: แสดงหน้าต่าง Multi-Aperture Measurements โปรแกรม AstrolmageJ

- Use single step mode (1- click to set first aperture location in each image) - คือใช้การวาง aperture ที่ละรูป (1 คลิกเพื่อวางตำแหน่ง aperture แรกในแต่ละภาพ)
- Allow aperture changes between slices in single step mode (right click to advance image) - คืออนุญาตให้เปลี่ยนขนาด aperture ระหว่างสไลด์ในโหมดขั้นตอนเดียว (คลิกขวาเพื่อดูภาพล่องหน้า) *หากเลือกข้อนี้ เมื่อวาง aperture ภาพแรก แล้วกด Enter โปรแกรมจะทำภาพต่อไปให้อัตโนมัติ

เมื่อเลือกโหมด aperture แล้ว จากนั้น คลิกเครื่องหมายถูกหน้า Reposition aperture to object centroid, Remove stars from background, Very photometer aperture radius based on FWHM, Update plot of measurements while running และ Show help panel during aperture selection ดังรูปที่ 5 เมื่อใส่ค่าต่างๆ เรียบร้อยแล้ว กด Place Apertures

5. วาง aperture แรก ณ ตำแหน่งดาวเป้าหมายที่ต้องการวัด aperture ต่อไปเลือกดาว check สามารถเลือกดาว check ได้มากถึง 10 ดวง สำหรับการเลือกดาว check ที่เหมาะสมนั้น ควรเลือกดาว check ที่มีความสว่างใกล้เคียงกับดาวที่ต้องการทำโฟโตเมตรี (สามารถดูความสว่างคร่าวๆ ได้จากช่อง Value ในหน้าต่างรูปที่ 4) อยู่ไม่ห่างจากดาวหลักที่ต้องการทำโฟโตเมตรีจนเกินไป และควรเลือกเป็นดาวเดี่ยวๆ กล่าวคือหลีกเลี่ยงดาวที่มีดาวดวงอื่นในวงวัดความสว่างพื้นหลังเท่าที่ทำได้ และควรใช้ดาว check สองสามดวงเป็นอย่างน้อย เพื่อเพิ่มความแม่นยำในการวัด เมื่อเลือกดาวทั้งหมดเรียบร้อยแล้ว ให้กด Enter
6. หลังจากนั้นจะปรากฏหน้าต่างทั้งหมด 5 หน้าต่างดังนี้

- Measurements แสดงค่าต่างๆ ที่โปรแกรมวัดได้ในแต่ละภาพ ในกรณีที่เกิดความผิดพลาดขึ้นและไม่ต้องการเริ่มทำ photometry ตั้งแต่ภาพแรกใหม่ สามารถลบข้อมูลภาพนั้นๆ ในหน้าต่างนี้ได้
- Multi-plot Main แสดงส่วนของข้อมูลกราฟที่ Plot ไม่ว่าจะ เป็น แกน x แกน y ซึ่งสามารถปรับเปลี่ยนข้อมูลที่ต้องการ plot ได้
- Multi-plot Y-data แสดงข้อมูลของกราฟที่ plot ซึ่งในหน้าต่างนี้จะเป็นการแยกให้เห็นว่า กราฟแต่ละเส้นเป็นข้อมูลของดาวดวงไหน และสามารถเลือกให้กราฟแสดงข้อมูลของดาวบางดวงได้ หากไม่ต้องการให้กราฟแสดงข้อมูลให้เอาเครื่องหมายถูกในช่อง plot ออก ข้อมูลของดาวดวงนั้นก็จะไม่แสดงบนกราฟ
- Plot of Measurements แสดงกราฟของข้อมูลที่วัดได้จากภาพ ซึ่งสามารถปรับเปลี่ยนการ plot ของกราฟได้จาก หน้าต่าง Multi-plot Main
- Multi-plot Reference Star Setting เป็นหน้าต่างสำหรับ save ข้อมูลที่โปรแกรมวัดได้ ซึ่งหน้าต่างนี้สามารถลบข้อมูลดาว check ออกได้ หากไม่ต้องการให้โปรแกรมวัดดาว check ดวงไหนสามารถที่จะเอาเครื่องหมายถูกบนดาว check ดวงนั้นออกได้ โปรแกรมก็จะไม่นำดาว check ดวงนั้นมารวมกับข้อมูลทั้งหมด ซึ่งข้อมูลในหน้าต่าง Measurements และกราฟในหน้าต่าง Plot of Measurements จะเปลี่ยนแปลงไป นอกจากนี้ในหน้าต่างนี้ยังแสดงให้เห็นด้วยว่าดาว check ที่เลือกมีค่า count เกินไปหรือไม่ ดูได้จากแถบสี หากเป็นสีเขียวแสดงว่าค่า count อยู่ในระดับมาตรฐาน สีเหลืองสูงกว่าระดับมาตรฐาน (ไม่แนะนำให้ใช้ดาว check ที่ขึ้นแถบสีเหลือง) และสีแดงสูงกว่าระดับมาตรฐานมาก (ดาว check ที่ขึ้นแถบสีแดงใช้ไม่ได้) หากปรับแก้ข้อมูลต่างๆ เรียบร้อยแล้วให้กด Save Table เพื่อบันทึกข้อมูลต่างๆ ที่โปรแกรมวัดได้

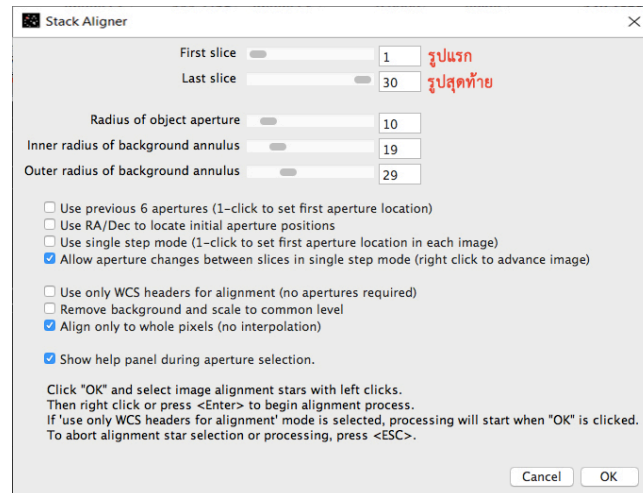
ขั้นตอนการ Align ภาพ

1. เปิด (File —> Import —> Image Sequence...) ภาพที่ Align จากนั้นกดสัญลักษณ์เครื่องหมายเลข 10 (หน้าต่างรูปที่ 4) จะปรากฏหน้าต่าง Stack Aligner เลือก First slice เป็นรูปแรกและ Last slice เป็นรูปสุดท้าย กำหนดขนาดของ Aperture แต่ละวง
2. สามารถเลือก Align ได้ 2 แบบคือวง aperture หรือใช้ตำแหน่ง RA/DEC
3. แบบวง aperture ให้คลิกเลือกรูปที่ 6 จากนั้นกด OK จะปรากฏ aperture วง aperture ณ ตำแหน่งดาวเป้าหมายและดาว check เมื่อวง aperture ครบ จากนั้นกด Enter โปรแกรมจะ Align ภาพทั้งหมด และเมื่อ Align เสร็จชื่อไฟล์จะเปลี่ยนเป็น Aligned_ ชื่อไฟล์เดิม
4. หากใช้ตำแหน่ง RA/DEC ในรูปที่ 6 ให้คลิกเลือก Use RA/Dec to placate aperture positions และ Use only WCS headers for alignment เพิ่ม
5. จากนั้นกด OK โปรแกรมจะ Align ภาพทั้งหมด และเมื่อ Align เสร็จชื่อไฟล์จะเปลี่ยนเป็น Aligned_ ชื่อไฟล์เดิม

*ข้อจำกัดของการ align สำหรับการเลือก align แบบวง aperture จะใช้ได้กับภาพที่เป็นไฟล์เดียวกันชุดข้อมูลเดียวกัน Field ภาพเดียวกันทั้งหมด ซึ่งหากเป็นชุดข้อมูลเดียวกันแต่ภาพกลับบนล่างหรือซ้ายขวาจะทำการ align แบบวง aperture ไม่ได้

9.3 โปรแกรมสำหรับการวิเคราะห์สเปกตรัม

หลักการพื้นฐานของการถ่ายภาพสเปกตรัมดาวฤกษ์จะคล้ายๆ กับการถ่ายภาพดาวฤกษ์หรือวัตถุท้องฟ้าอื่นๆ โดยแสงที่ส่องมาจากดาวฤกษ์จะถูกรวมให้เกิดภาพจริงขึ้นที่ด้านหลังเลนส์ของกล้องโทรทรรศน์ตกลงบน CCD บันทึกความเข้มของแสงเอาไว้ อย่างไรก็ตาม



รูปที่ 9.16: หน้าต่าง Stack Aligner

ก็ตามในการถ่ายสเปกตรัม แสงที่ผ่านเข้ามาด้านหลังกล้องโทรทรรศน์จะต้องผ่านเกรตติงเสียก่อนที่จะตกลงบน CCD ทำให้ภาพที่ตกลงบน CCD นั้นกลายเป็นภาพของแถบสเปกตรัมที่เกิดจากการแยกแสงขาวออกเป็นสีต่างๆ

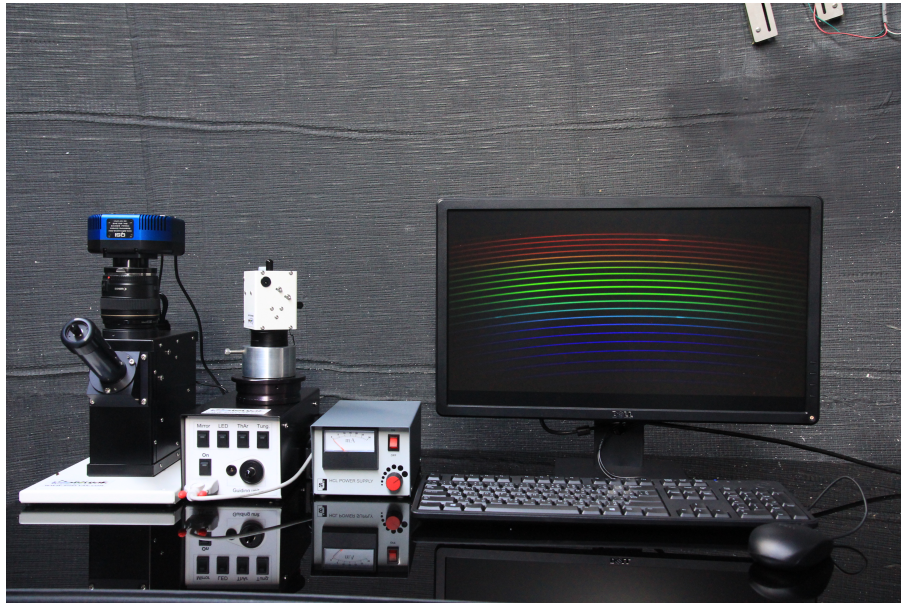
อุปกรณ์ที่ใช้แยกแสงขาวให้เกิดเป็นแถบสเปกตรัม นอกจากแผ่นเกรตติงที่คุ้นเคยในห้องเรียนแล้ว เราอาจพบว่าแผ่น CD ที่ใช้บันทึกข้อมูลก็ยังสามารถแยกแสงขาวให้เป็นแถบสเปกตรัมได้ และถือว่าเป็น Diffraction Grating อีกประเภทหนึ่ง นอกจากนี้กล้องโทรทรรศน์ในหอดูดาวทางดาราศาสตร์ เช่น หอดูดาวส่วนภูมิภาคของสถาบันวิจัยดาราศาสตร์ ยังมีชุดอุปกรณ์แยกแสงขาวให้เกิดเป็นแถบสเปกตรัมอีกประเภทหนึ่งคือแบบ echelle (รูปที่ 9.17) หลักการของเครื่องแยกสเปกโตรกราฟประเภทนี้ จะใช้แท่งปริซึมแยกแสงขาวให้เป็นแถบสีรุ้งจากนั้นใช้แผ่น Diffraction Grating มาขยายแถบสีรุ้งให้เกิดเป็นแถบสเปกตรัมที่มีกำลังการแยกสูงขึ้น โดยความสามารถในการแยกเส้นสเปกตรัมของ echelle มีความละเอียดมากกว่า 10,000 หน่วย ($R = 10,000$)

9.3.1 Audela

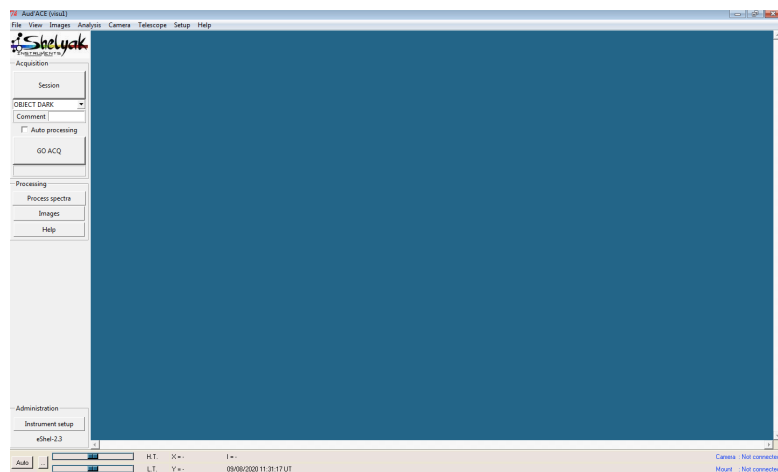
เป็นฟรีซอฟต์แวร์ที่มีคุณสมบัติโดยทั่วไปแบบเดียวกับซอฟต์แวร์ IRIS แต่มีความสามารถเพิ่มเติมจาก IRIS คือ การวิเคราะห์ภาพถ่ายสเปกตรัม (รูปที่ 9.18) และรองรับการวิเคราะห์ภาพสเปกตรัมที่ถ่ายจากเครื่องสเปกตรัมแบบ echelle ของบริษัท Shelyak โดยเรียกเครื่องสเปกตรัมของบริษัทนี้ว่า eShel (echelle + Shelyak) อย่างไรก็ตาม ปัจจุบัน Audela ได้หยุดการพัฒนาต่อแล้ว แต่การถ่ายภาพสเปกตรัมด้วยเครื่องของบริษัท Shelyak และการวิเคราะห์ภาพถ่ายสเปกตรัมเบื้องต้น อาจยังจำเป็นต้องใช้งานอยู่ เนื่องจากมีระบบการจัดการชื่อไฟล์และจัดกลุ่ม series ของไฟล์ได้ค่อนข้างดี หากใช้เครื่องสเปกตรัม eShel ถ่ายภาพด้วยแถบเครื่องมือของ Shelyak จะสามารถประมวลผลภาพถ่ายสเปกตรัมได้ทันที

9.3.2 Visual Spec

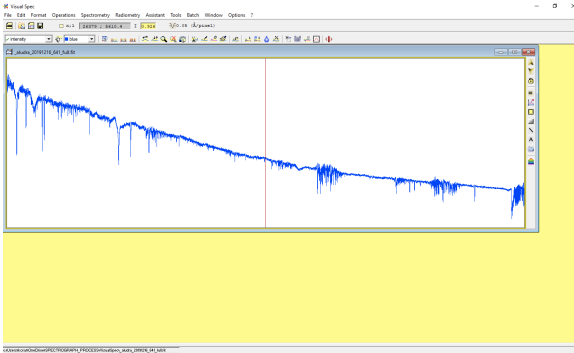
เป็นฟรีซอฟต์แวร์จากฝรั่งเศส มีความสามารถที่หลากหลาย (รูปที่ 9.19) สามารถวิเคราะห์ภาพถ่ายสเปกตรัมได้ทั้งจากเครื่องถ่ายภาพสเปกตรัมแบบ Diffraction grating และแบบ echelle สามารถเทียบสเปกตรัมของดาวฤกษ์กับสเปกตรัมมาตรฐานของธาตุต่างๆ ในตารางธาตุได้ มีฐานข้อมูลของสเปกตรัมที่ได้จากน้ำ ชั้นบรรยากาศของโลก และสเปกตรัมมาตรฐานของดาวฤกษ์ประเภทต่างๆ ให้ผู้ทำวิจัยได้ศึกษาเปรียบเทียบกับสเปกตรัมที่ถ่ายได้จากดาวฤกษ์เป้าหมาย นอกจากนี้ยังสามารถคำนวณอุณหภูมิของดาวฤกษ์จากสเปกตรัมที่ผู้ทำวิจัยเก็บภาพมาได้ คำนวณความเร็วการโคจรรอบกันของดาวฤกษ์ 2 ดวง และสามารถนำไปประยุกต์ใช้กับการ



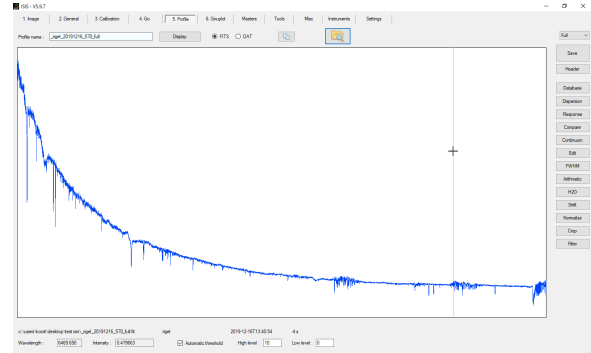
รูปที่ 9.17: เครื่องแยกสเปกตรัมของดาวฤกษ์แบบ echelle และลักษณะของแถบสเปกตรัมที่เกิดขึ้น



รูปที่ 9.18: หน้าต่างของซอฟต์แวร์ Audela ซึ่งแถบด้านซ้ายมือคือแถบเครื่องมือของบริษัท Shelyak ใช้สำหรับการควบคุมการถ่ายภาพสเปกตรัม และการประมวลผลภาพถ่าย



รูปที่ 9.19: ซอฟต์แวร์ Visual Spec



รูปที่ 9.20: ซอฟต์แวร์ ISIS

ค้นหาดาวเคราะห์นอกระบบสุริยะด้วยวิธี Radial Velocity ได้อีกด้วย เนื่องจาก Visual Spec เป็นซอฟต์แวร์ที่พัฒนาและถูกใช้งานอย่างจำกัดในกลุ่มประเทศฝรั่งเศส อาจทำให้เมนู หรือข้อความแจ้งเตือนบางรายการยังคงเป็นภาษาฝรั่งเศสอยู่ รวมถึงมีการติดตั้งที่ค่อนข้างยาก ผู้สนใจสามารถ Download ซอฟต์แวร์ พร้อมคู่มือฉบับเต็ม (ภาษาอังกฤษ) ได้จาก link <http://www.astrosurf.com/vdesnoux/>

9.3.3 ISIS

ซอฟต์แวร์ที่พัฒนาขึ้นโดย Christian Bui คนเดียวกันกับที่พัฒนา IRIS ซึ่งใช้วิเคราะห์ Photometry ของดาว ขณะที่ ISIS ใช้วิเคราะห์ภาพถ่ายสเปกตรัมเป็นหลัก (รูปที่ 9.20) ความสามารถของซอฟต์แวร์ ISIS จะใกล้เคียงกับ Visual Spec แต่ติดตั้งและใช้งานได้ง่ายกว่า แต่ขณะเดียวกันความสามารถหลายๆ อย่างก็ยิ่งสู้ Visual spec ไม่ได้ เช่น ไม่มีสเปกตรัมของธาตุต่างๆ ให้เปรียบเทียบ ไม่สามารถวิเคราะห์ความเข้มของเส้นสเปกตรัมได้ ไม่สามารถคำนวณอุณหภูมิของดาวฤกษ์ได้ แต่อย่างไรก็ตาม ในการทำโครงการระดับมัธยม ซอฟต์แวร์ ISIS มีความเหมาะสมเป็นอย่างมาก เพราะสามารถประมวลผลภาพถ่ายสเปกตรัมจากเครื่องถ่ายภาพสเปกตรัมแบบต่างๆ ได้มีความง่ายในการใช้งาน สามารถชดเชยความเร็วจากการหมุนรอบตัวเองของโลกและความเร็วการโคจรของโลกรอบดวงอาทิตย์ไปพร้อมๆ กับการประมวลผลภาพถ่ายสเปกตรัมได้เลย โดยไม่ต้องมาทำการชดเชยซ้ำอีกรอบ ซึ่งสามารถ Download ซอฟต์แวร์พร้อมคู่มือมาใช้ได้ฟรีจาก link <http://www.astrosurf.com/buil/isis-software.html>

สำหรับผู้สนใจ ซอฟต์แวร์สำหรับสเปกตรัม แบบละเอียดสามารถดาวน์โหลด คู่มือฉบับเต็มพร้อมวิดีโอได้ตาม link นี้ https://bit.ly/NARIT-Spectrograph_UserGuide

9.4 โปรแกรมสร้างกราฟทั่วไป (Plotting Tools)

ในคู่มือปฏิบัติการนี้ เราสมมติว่าผู้ใช้ทุกคนมีพื้นฐานในการทำกราฟเบื้องต้นอยู่แล้ว โปรแกรมสร้างกราฟตามท้องตลาดมีทั่วไป และผู้ใช้ทุกคนก็ควรจะเลือกตามที่ตัวเองถนัด แต่เนื่องจากผู้ใช้ส่วนมากมักจะใช้โปรแกรม Microsoft Office ในการจัดการกับข้อมูล ผู้เขียนจึงได้รวบรวมเคล็ดลับการใช้งาน Excel ที่อาจจะเกี่ยวข้องกับงานวิจัยดาราศาสตร์มาไว้ในที่นี้

9.4.1 Microsoft Excel Tips

Import CSV file

ในการทำงานวิจัยหลายๆ ครั้ง เราจะได้ข้อมูลดิบมาในรูปแบบของไฟล์ที่ไม่สามารถเปิดได้ทันทีด้วย Microsoft Excel แต่เรายังสามารถ Import เข้าไปเป็นรูปแบบที่ Excel อ่านได้ หนึ่งในนั้นก็คือไฟล์แบบ CSV (Comma Separated Variable) (เช่น ไฟล์ที่ export มา

จากการสร้าง 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 De-limited (สำหรับไฟล์แบบ csv ให้เลือก Delimited) หากไฟล์มีการแบ่งคอลัมน์ด้วยตัวอักษรพิเศษ เช่น เครื่องหมายลูกน้ำ (,) Tab หรืออื่นๆ หากไฟล์มีการแบ่งคอลัมน์ด้วยช่องว่าง 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 ทั่วไป แต่สำหรับการสร้างกราฟทางวิทยาศาสตร์แล้ว ส่วนมากเราจะต้องการใช้กราฟประเภท scatter plot โดยไม่มีเส้นเชื่อมระหว่างจุด

Trendline

หากเราต้องการทราบว่า scatter plot ของเรามีแนวโน้มไปในทางใด 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 ในตามนยามของระบบ 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 10

ตัวอย่างโครงการวิจัยทางดาราศาสตร์

ในบทนี้ ผู้เขียนได้ทำการพยายามรวมแนวความคิดที่จะสามารถนำไปทำเป็นโครงการวิจัยทางดาราศาสตร์ในขั้นต้นได้ อย่างไรก็ตาม โครงการวิจัยที่เขียนในบทนี้เป็นเพียงตัวอย่างโครงการวิจัยที่ออกแบบมาสำหรับเป็นโครงการวิทยาศาสตร์ของนักเรียนระดับชั้นมัธยมต้นถึงมัธยมปลาย และเป็นเพียงตัวอย่างคร่าวๆ ของงานที่สามารถทำได้เท่านั้น ในตัวงานวิจัยเอง ผู้อ่านสามารถที่จะนำไปต่อยอด คิดเพิ่มเติม หรือศึกษาออกไปจากขอบเขตที่กล่าวเอาไว้คร่าวๆ ในที่นี้

หากเป็นไปได้ ผู้เขียนอยากเสนอให้ผู้ที่มีความประสงค์จะทำโครงการทางดาราศาสตร์ทุกคน ได้พยายามหาเรื่องและหัวข้อที่ตัวเองสนใจเสียก่อน และผู้เขียนจะมีความยินดีเป็นอย่างยิ่ง หากผู้อ่านสามารถร่างโครงการวิจัยที่นอกเหนือไปจากตัวอย่างที่ให้มาไว้ ณ ที่นี้ และนำไปทำต่อจนได้ผลสำเร็จ

โดยนิยามแล้ว งานวิจัยควรจะเป็นการค้นคว้าที่เกิดขึ้นใหม่ และไม่เคยมีใครทำมาก่อน อย่างไรก็ตาม อาจจะเป็นเรื่องยากที่จะหางานวิจัยในเรื่องที่ยังไม่เคยมีคนทำ โดยใช้อุปกรณ์ที่คนทั่วไปสามารถเข้าถึงได้ และตัวอย่างที่ให้เอาไว้ในที่นี้ อาจจะเป็นเรื่องที่มีคนศึกษามาแล้วอย่างถี่ยิบ ผู้เขียนอยากเชิญชวนให้ผู้อ่านพยายามคิดต่อยอดไปจากตัวอย่างที่ให้เอาไว้ เพื่อที่จะได้ดัดแปลงงานวิจัยเป็นงานวิจัยใหม่ ที่ยังไม่เคยมีใครทำ ในแบบฉบับของผู้อ่านเอง

10.1 โครงการเบื้องต้น (Basic Projects)

โครงการในระดับนี้เป็นโครงการอย่างง่าย เหมาะสำหรับระดับชั้นมัธยมศึกษาตอนต้น หรือผู้ที่ยังไม่ชำนาญหรือยังไม่พร้อม กับ ขั้นตอนที่ซับซ้อนที่เกี่ยวกับกล้องโทรทรรศน์

โครงการในระดับนี้อาจจะไม่จำเป็นที่จะต้องเป็นเรื่องที่ใหม่ และอาจจะเป็นการค้นคว้าที่สำคัญทางดาราศาสตร์ที่เคยมีนักวิทยาศาสตร์ชื่อดังเคยทำแล้วในอดีต แต่เราสามารถดัดแปลงการทดลองเหล่านี้เพื่อทดลองซ้ำ ด้วยเครื่องมือสมัยใหม่ในยุคปัจจุบัน เพื่อทดสอบว่าวิธีดั้งเดิมมีความแม่นยำอย่างไร หากเราใช้อุปกรณ์ที่มีความแม่นยำในยุคนี้นี้

การศึกษาอัตราการหมุนของดวงอาทิตย์จากการสังเกตจุดบนดวงอาทิตย์

เราสามารถศึกษาอัตราการหมุนของดวงอาทิตย์ได้โดยการศึกษาว่าจุดบนดวงอาทิตย์ใช้เวลาเท่าใดในการเคลื่อนที่ อย่างไรก็ตาม อัตราการหมุนของดวงอาทิตย์จะเปลี่ยนไปตามละติจูดบนดวงอาทิตย์ และจำเป็นต้องเทียบหาอัตราการหมุนแยกตามละติจูด โครงการนี้เป็นโครงการที่จัดว่าค่อนข้างง่าย และอาจจะสามารถดัดแปลงให้เป็นการทดลองระยะสั้นในห้องเรียนได้

การศึกษาการเกิดหลุมอุกกาบาต

เป็นโครงการงานวิจัยที่มีลักษณะคล้ายกับ “การทดลอง” เราสามารถทดลองการเกิดหลุมอุกกาบาตได้ โดยการปล่อยมวลที่มีรูปร่าง มวลจากระดับความสูงต่างๆ (เช่น ปล่อยลูกเหล็กทรงกลมเส้นผ่านศูนย์กลาง 1” จากความสูง 1 เมตร ลงในกระเบทราย) และวัดขนาดและรูปร่างของหลุมอุกกาบาตที่เกิดขึ้นเพื่อหาว่าปัจจัยทั้งสามมีผลอย่างไรในการเกิดหลุมอุกกาบาต ขนาดเส้นผ่านศูนย์กลางของหลุมอุกกาบาตขึ้นอยู่กับ มวล โมเมนตัม หรือพลังงานจลน์มากกว่ากัน? ทิศทางในการตก หรือรูปร่างของอุกกาบาตมีผลกับรูปร่างของหลุมอุกกาบาตหรือไม่? เราอาจจะสร้างสมการการทำนายขนาดหลุมอุกกาบาตจาก มวล ความหนาแน่น ความเร็ว รูปร่าง ฯลฯ ของอุกกาบาตที่ตกลงสู่โลก โครงการนี้เป็นโครงการงานง่าย ๆ ที่อาจจะสามารถดัดแปลงไปเป็นการทดลองในห้องเรียนในระยะสั้นได้เช่นกัน

การศึกษาการเคลื่อนที่ของดวงอาทิตย์

เราสามารถศึกษาการเคลื่อนที่ของดวงอาทิตย์บนท้องฟ้าได้โดยง่าย เพียงการหาไม้ หรือสิ่งก่อสร้างสูง เช่น เสาธงในโรงเรียน และทำการวัดตำแหน่งที่ปลายเงาตกลงบนพื้นดิน การศึกษาตำแหน่งปลายเงาในหนึ่งวันสามารถบอกได้ว่าในหนึ่งวันดวงอาทิตย์มีการเคลื่อนที่อย่างไร อยู่สูงจากขอบฟ้า เป็นมุมกี่องศา ในแต่ละช่วงเวลา และการศึกษาความยาวของเงาที่สั้นที่สุดในแต่ละวันช่วงใกล้เที่ยงวัน สามารถบอกเราได้ว่าความสูงของดวงอาทิตย์เที่ยงวันในแต่ละวัน เปลี่ยนไปอย่างไรในหนึ่งปี นอกจากนี้ หากเราทำการศึกษาค่าตำแหน่งของเงา 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

เช่นเดียวกับที่เคปเลอร์ได้ค้นพบกฎการเคลื่อนที่ของดาวเคราะห์จากการสังเกตการเคลื่อนตำแหน่งของดาวเคราะห์ด้วยตาเปล่า 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 ได้ทำการประมาณ ระยะทางจากโลกถึงดวงจันทร์ โดยการเปรียบเทียบเวลาระหว่างการเกิดจันทรุปราคาและสุริยุปราคา เนื่องจากดวงจันทร์โคจรด้วยความเร็วค่อนข้างคงที่ ความแตกต่างระหว่างเวลาในการเกิดปรากฏการณ์ทั้งสองจึงขึ้นอยู่กับระยะทางระหว่างโลกกับดวงจันทร์ นอกไปจากนี้ Hipparchus ยังประมาณได้ว่า ดวงอาทิตย์อยู่ห่างจากโลกเป็นกี่เท่าของระยะห่างถึงดวงจันทร์ จากการวัดมุมระหว่างดวงจันทร์ขึ้น 7 ค่ำถึงดวงอาทิตย์ 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 หรือทำได้โดยเปรียบเทียบวัตถุอ้างอิงที่ทราบขนาดเชิงมุมเป็นที่แน่นอน เมื่อเรารู้ขนาดเชิงมุมได้แล้ว เราสามารถนำขนาดเชิงมุมนี้ไปหาขนาดเส้นผ่านศูนย์กลางของวัตถุได้หากเราทราบระยะทางจากโลกถึงวัตถุ ณ เวลานั้น หรือในทางกลับกัน เราสามารถคำนวณหาระยะทางถึงวัตถุได้ หากเราทราบขนาดเส้นผ่านศูนย์กลางที่แท้จริงของวัตถุ

การหาความเร็วแสง โดยใช้การสังเกตการณ์การเกิดคราสของดวงจันทร์ในระบบสุริยะ

วิธีนี้เป็นวิธีที่ใช้โดยนักดาราศาสตร์ชาวเดนมาร์ก Ole Rømer โดยเขาสังเกตว่าถึงแม้ว่าคาบการโคจรของดวงจันทร์ไอโอรอบดาวพฤหัสบดีควรจะคงที่ แต่เวลาที่เราสังเกตได้กลับเกิดขึ้นเร็วขึ้นหรือช้าลงเล็กน้อย ขึ้นอยู่กับวงโคจรของโลกและดาวพฤหัสบดีรอบระบบสุริยะ และความเร็วของแสงในสุญญากาศที่จำกัด การคำนวณการเกิดคราสที่เร็วหรือช้ากว่าที่ควรจะเป็นจึงสามารถทำให้เราวัดความเร็วในการเดินทางของแสงได้

การศึกษาวงโคจรของดวงจันทร์

เราสามารถศึกษาวงโคจรของดวงจันทร์ได้หลายวิธี วิธีหนึ่งก็คือการวัดระยะทางถึงดวงจันทร์ในขณะที่ดวงจันทร์โคจรไปรอบๆ โลก โดยอาจจะวัดระยะทางโดยใช้ขนาดเชิงมุมปรากฏ หรือวัดความเร็วในการโคจรโดยการบันทึกเวลาระหว่างการข้ามเมอริเดียนของดวงจันทร์ในสองวัน การสังเกตระยะทางและความเร็วโคจรนี้ จะช่วยให้เราสามารถบอกได้ว่าวงโคจรของดวงจันทร์เป็นวงรีหรือไม่ และมีความรีเป็นเท่าไร

10.2 งานวิจัยที่ใช้การวัดตำแหน่งวัตถุท้องฟ้า (Astrometry)

ตัวอย่างงานวิจัยในช่วงนี้ เป็นงานวิจัยที่ใช้การวัดตำแหน่งของวัตถุท้องฟ้าเป็นหลัก

การหาความลึกของหลุมของดวงจันทร์

เราสามารถหาความลึกของหลุมบนดวงจันทร์ได้โดยการวัดมุมที่ขอบหลุมบนดวงจันทร์ทอดไปบนกันหลุมเบื้องล่าง ทั้งนี้ มุมนี้จะเปลี่ยนไปตามทิศทางที่ดวงอาทิตย์ทำต่อขอบหลุมนั้น ซึ่งเราสามารถเพิ่มความแม่นยำได้โดยการศึกษาซ้ำ ณ เวลาที่มุมของดวงอาทิตย์กับขอบนั้นต่างกันออกไป

การหาระยะทางโดยใช้ปรากฏการณ์พิเศษทางดาราศาสตร์

เราสามารถหาระยะทางถึงวัตถุได้ขณะที่วัตถุท้องฟ้ามีการผ่านหน้ากัน เช่น การหาระยะทางถึงดาวศุกร์ด้วยปรากฏการณ์ดาวศุกร์ผ่านหน้าดวงอาทิตย์ เราสามารถหาระยะทางถึงดวงจันทร์ได้ด้วยปรากฏการณ์สุริยุปราคาเต็มดวง อย่างไรก็ตาม งานวิจัยในลักษณะนี้จำเป็นต้องรอให้เกิดปรากฏการณ์เหล่านี้ขึ้นก่อน

การหาระยะทางถึงวัตถุใกล้โลกโดยใช้วิธีพารัลแลกซ์

วัตถุที่อยู่ใกล้โลกจะมีพารัลแลกซ์ที่สามารถสังเกตได้จากจุดสังเกตสองจุดบนโลกที่ห่างกันไม่มาก เราสามารถทำการหาระยะความสูงจากพื้นโลกถึงวัตถุหลายๆ อย่างได้โดยการถ่ายภาพวัตถุเดียวกัน ด้วยเวลาเดียวกัน แต่จากคนละตำแหน่ง เช่น คนละอำเภอ หรือคนละจังหวัด โดยวัตถุที่มีความสูงจากพื้นโลกมาก อาจจะต้องการระยะทางที่ไกลเพื่อให้สามารถสังเกตมุมพารัลแลกซ์ได้ 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 หลายชนิดได้มีการทำการค้นหาวัตถุใกล้โลกโดยอัตโนมัติด้วยประสิทธิภาพที่สูง ในปัจจุบันโอกาสที่เราจะสามารถค้นพบวัตถุท้องฟ้าที่ยังไม่เคยมีคนค้นพบได้ จึงอาจนับได้ว่ามีน้อยมากจนแทบไม่มีเลย อย่างไรก็ตาม เราอาจจะสามารถทำการศึกษาในลักษณะของการติดตามผลของวัตถุที่มีค้นพบมาก่อน

การหาเส้นทางเดินของดาวเคราะห์น้อยหรือดาวหาง

ศึกษาเส้นทางเดินของดาวเคราะห์น้อยหรือดาวหางที่เราทราบแล้ว โดยการเปรียบเทียบตำแหน่งที่ถ่ายไว้ ณ เวลาที่แตกต่างกัน อาจ จะศึกษาการเปลี่ยนแปลงของความเร็ว หรือเส้นทางเดินในระบบสุริยะ

stellar parallax

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

proper motion

การศึกษากการเคลื่อนที่ของดาวฤกษ์บนท้องฟ้านี้ อาจจะคล้ายๆ กับการหาระยะทางโดยวิธี stellar parallax กล่าวคือเป็นการหาระยะเชิงมุมที่เปลี่ยนไปของดาวฤกษ์ เมื่อเวลาที่สังเกตเปลี่ยนไป อย่างไรก็ตาม การวิจัยประเภทนี้มีจุดประสงค์ในการหาการเคลื่อนที่ในแนวตั้งฉากกับเส้นสายตา การศึกษาความเร็วในแนวเส้นสายตานั้นสามารถทำได้ง่ายโดยการศึกษา redshift แต่การ

ศึกษาความเร็วในแนวตั้งฉากกับเส้นสายตายังคงจำเป็นต้องใช้วิธีนี้อยู่ วิธีนี้มีความจำเป็นต้องใช้ระยะเวลาสังเกตที่ยาวนาน โดยเฉพาะสำหรับดาวที่มีระยะทางอยู่ไกลโลกออกไปมาก

การหาความหนาแน่นของดาวในกาแล็กซีทางช้างเผือกเทียบกับพิกตกกาแล็กซี

เราอาจจะทำการสุ่มตำแหน่งบนท้องฟ้าในบริเวณพิกตกกาแล็กซีต่างๆ และทำการนับดาวที่มีความสว่างอยู่ในช่วงที่เราศึกษา และเราสามารถทำการพล็อตความถี่ของดาวในช่วงลำดับความสว่างปรากฏ กับระบบพิกตกกาแล็กซี เราอาจจะนำความสัมพันธ์นี้ไปบอกถึงรูปร่างของกาแล็กซีทางช้างเผือกโดยคร่าวๆ อย่างไรก็ตาม ดาวที่อยู่ไกลมากๆ ตามระนาบกาแล็กซีจะเจอปัญหา interstellar extinction และถูกบดบังในช่วงคลื่นแสงปรกติได้

การประเมิน Interstellar Extinction

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

การสำรวจรูปร่างของกาแล็กซี

เราอาจจะทำการสำรวจกาแล็กซี จากกระจุกกาแล็กซีหนึ่งๆ และพยายามจัดแบ่งประเภทของกาแล็กซีออกเป็นประเภทต่างๆ เราอาจจะพยายามทำการสำรวจประชากรกาแล็กซีว่า ประกอบด้วยกาแล็กซีที่มีระดับความรีมากน้อยเพียงใด หรือระดับความรีหรือขนาดเชิงมุมของกาแล็กซีมีความสัมพันธ์อย่างไรกับระยะทางของกระจุกกาแล็กซีที่ระยะทางต่างๆ

10.3 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 ฤดูหนาวในแต่ละซีกโลก หรือหลังจากการเกิดภูเขาไฟระเบิด

การหาปัจจัยที่ทำให้ดาวกระพริบ

เรามักจะได้ยินกันว่า ดาวฤกษ์กระพริบ ในขณะที่ดาวเคราะห์ไม่กระพริบ คำกล่าวนี้เป็นจริงแค่ไหน? แล้วดาวฤกษ์กระพริบเนื่องจากสาเหตุใด? เราสามารถระบุปัจจัยที่อาจเกี่ยวข้องกับการกระพริบของดาว และทำการสังเกตดาวหลายๆ ดวงที่มีปัจจัยแตกต่างกัน เพื่อเปรียบเทียบว่าปัจจัยแต่ละอันนั้น ส่งผลให้เกิด หรือไม่เกิดการกระพริบ มากน้อยแค่ไหน

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 แต่ด้วยความหนาแน่นของดาวในกระจุกดาวทรงกลม 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 ด้วยเหตุนี้จึงทำให้เราสามารถหาดาวแปรแสงแบบเซฟีอิดเป็นเทียบมาตรฐานได้ หากเราทราบคาบในการแปรแสงของมัน และเนื่องจากดาวแปรแสงแบบเซฟีอิดมีความสว่างสัมบูรณ์ที่ค่อนข้างสว่าง จึงสามารถสังเกตได้แม้จากกาแล็กซีที่ไกลออกไป ทำให้เราสามารถหาระยะทางถึงกาแล็กซีที่ไกลออกไปได้

การหาระยะทางด้วย supernova Ia

เทียบมาตรฐานที่ดีอีกประเภทหนึ่งคือ การเกิด supernova Ia การระเบิดของดาวประเภทนี้มีความสว่างสัมบูรณ์สูงสุดที่ค่อนข้างคงที่ จึงสามารถใช้เป็นเทียบมาตรฐานได้ นอกจากนี้ supernova Ia ยังมีความสว่างสัมบูรณ์ที่สว่างมาก จึงสามารถใช้เป็นเทียบมาตรฐานเพื่อหาระยะทางถึงกาแล็กซีที่อยู่ไกลมากได้ อย่างไรก็ตาม supernova เป็นเหตุการณ์ที่ไม่สามารถทำนายได้ล่วงหน้า และเกิดขึ้นเพียงระยะเวลาไม่กี่วันเท่านั้น เราจึงจำเป็นต้องคอยติดตามจากฐานข้อมูลในการค้นพบ supernova ใหม่ๆ และถ่ายให้ทันก่อนที่จะเลย peak luminosity ไป

ความเป็นมาตรฐานของ “เทียบมาตรฐาน”

นอกจากเทียบมาตรฐานที่ใช้ดาวแปรแสงแบบเซฟีอิดและ supernova Ia แบบที่กล่าวไว้แล้ว ยังมีเทียบมาตรฐานอื่นๆ ที่นักดาราศาสตร์ใช้กันในบางกรณี เทียบมาตรฐานเหล่านี้ อาจจะไม่มีความแม่นยำ หรือความสว่างเทียบเท่ากับวิธีที่กล่าวมา (มีเช่นนั้น วิธีเหล่านี้ก็คงเป็นวิธี “มาตรฐาน” ไปแล้ว) แทนที่จะใช้วิธีที่มีความแม่นยำน้อยในการวัดระยะทางที่เราทราบที่อยู่แล้วด้วยวิธีอื่น เราอาจจะทดสอบความแม่นยำของเทียบ “มาตรฐาน” อื่นๆ เช่น Main Sequence Fitting, Globular Cluster Luminosity Function, PNLF, TRGB, SBF, $D-\sigma$ 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 เพื่อ

หาความสัมพันธ์ (ถ้ากาแล็กซีมีขนาดเท่ากันหมด ขนาดเชิงมุมจะแปรผกผันกับระยะทาง) หรืออาจจะหาเกณฑ์ในการแบ่งประเภทของกาแล็กซี เพื่ออิงถึงขนาดความกว้าง อาจจะหา color temperature ของดาวเพียงดวงเดียว เพื่อเทียบ Luminosity ของดาวบนแถบลำดับหลัก และหาความไม่แม่นยำในวิธีนี้ อาจจะใช้ความสว่างของกาแล็กซีเป็นเทียบมาตรฐาน ฯลฯ ในงานวิจัยแบบนี้ย่อมที่จะต้องใช้วัตถุสังเกตหลายวัตถุที่เราทราบระยะทางที่แน่นอนแล้ว เพื่อการยืนยันความแม่นยำของวิธีของเราในการหาระยะทาง

การบังกันของดาวเคราะห์หรือดาวเคราะห์น้อย

หากเราทราบล่วงหน้าว่าจะเกิดการบดบังกัน (occultation) ของดาวเคราะห์ หรือดาวเคราะห์น้อย การสังเกตความเข้มของแสงที่เปลี่ยนแปลงไปขณะที่บังกันสามารถบ่งบอกได้ถึงสภาวะของพื้นผิว การค้นพบวงแหวนของดาวยูเรนัสก็เกิดขึ้นโดยบังเอิญขณะที่กำลังศึกษา occultation ของดาวยูเรนัส นอกจากนี้ภาพพื้นผิวของดาวพลูโตที่ละเอียดที่สุดที่เราเคยมีก่อนการเยือนของยานสำรวจ New Horizon ก็ได้มาจากการศึกษาจาก eclipse ของพลูโตกับดาวบริวาร

การศึกษาการเปลี่ยนแปลงความสว่างของดาวหาง

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

คาบการแปรแสงของดาวเคราะห์น้อย

ดาวเคราะห์น้อยทุกดวงมีคาบในการหมุนรอบตัวเอง หากดาวเคราะห์น้อยมีรูปร่างที่ไม่สมมาตรรอบแกนหมุนของมัน ค่าความสว่างก็จะเปลี่ยนไปตามรูปร่างขณะที่หมุน จากการสังเกต light curve ของดาวเคราะห์น้อย ทำให้เราสามารถบอกได้ถึงคาบในการหมุนไปถึงลักษณะคร่าวๆ ของรูปร่างของดาวเคราะห์น้อยนี้ 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

การค้นหาดาวแปรแสง

เราอาจจะพยายามค้นหาดาวแปรแสงด้วยตัวเอง โดยการถ่ายภาพไปยังบริเวณที่มีดาวเป็นจำนวนมาก เช่น บริเวณของทางช้างเผือก ที่มีดาวหนาแน่น 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 ก็เปอร์เซ็นต์ ดาว G ก็เปอร์เซ็นต์ ฯลฯ) อาจจะทำได้โดยพยายาม fit สมการในลักษณะ power law กับกระจุกดาวหลายๆ กระจุกดาว โดยใช้สมมติฐานว่า ทุกกระจุกดาวยุบตัวลงเป็นดาวด้วย IMF ที่ใกล้เคียงกัน

10.4 โครงการที่ใช้สเปกโตรสโคปี (Spectroscopy)

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

การหาอายุของ 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 วงแหวนของดาวเสาร์เป็นการหมุนของวัตถุที่บิดที่เคลื่อนที่ไปพร้อมกันหรือไม่ หรือว่ามีการหมุนของวัตถุที่แยกห่างกันในแต่ละวง

อัตราการหมุนของดาวแก๊สยักษ์

นอกจากวงแหวน เราอาจจะนำการหา redshift ไปคำนวณความเร็วของชั้นบรรยากาศของดาวแก๊สยักษ์ อย่างไรก็ตาม การหาค่าบในการหมุนของดาวแก๊สยักษ์เหล่านี้ อาจจะสามารถทำได้ง่ายกว่าโดยการสังเกตจากลักษณะที่สามารถมองเห็นได้ เช่น จุดแดงใหญ่บนดาวพฤหัสบดี

Galactic Rotation Curve

เราสามารถหาอัตราการหมุนของกาแล็กซีเป็นฟังก์ชันกับระยะทางจากศูนย์กลางกาแล็กซีได้ โดยการวัดค่า redshift ในส่วนของจานกาแล็กซีที่กำลังหมุนเข้าหา/ออกจากผู้สังเกต พล็อตระหว่างรัศมีจากศูนย์กลางกาแล็กซี และค่าอัตราการหมุนนี้ เรียกว่า Galactic

Rotation Curve จาก Galactic Rotation Curve เราจะสามารถประมาณจำนวนมวลที่ถูกล้อมอยู่ในรัศมีนี้ได้ (ด้วยกฎแรงโน้มถ่วงธรรมดา) นอกไปจากนี้ หากเราเปรียบเทียบมวลที่ได้จาก Galactic Rotation Curve กับมวลที่สามารถมองเห็นได้ เราจะพบว่ามวลส่วนมากของกาแล็กซีอยู่นอกเหนือไปจากขอบเขตที่เราสามารถมองเห็นได้ นำไปสู่การค้นพบสสารมืด

ความเร็วในการโคจรของดาวคู่

นอกจากการหาคาบของดาวคู่แบบ eclipsing binary โดยการสร้าง Light curve แล้ว เรายังสามารถหาความเร็วโคจรของดาวคู่ได้จากการศึกษา redshift ที่เกิดขึ้น โดยดาวคู่ที่โคจรรอบกันจะเกิดทั้ง redshift และ blueshift ไปพร้อมๆ กัน แต่ความเร็วที่ต่างกันจะบอกได้ถึงสัดส่วนของมวลของดาวแต่ละดวงในระบบดาวคู่ ข้อมูลนี้ร่วมกับข้อมูลของคาบจะทำให้เราสามารถหามวลของดาวแต่ละดวง และระยะห่าง ของระบบดาวคู่นี้ได้

การศึกษาสเปกตรัมของ supernova ประเภทต่างๆ

การศึกษาเส้น emission/absorption line ทำให้เราสามารถบอกถึงสภาพชั้นก๊าซที่ปกคลุมผิวของดาวฤกษ์ที่เกิด supernova ได้ ซึ่งสามารถนำไปสู่การจำแนกประเภทของ supernova ที่เกิดขึ้น นอกจากนี้เรายังสามารถหา redshift และสำหรับกรณี supernova Ia ทำให้เราสามารถบอกได้ถึงระยะทางที่แท้จริง เทียบกับ redshift ซึ่งเป็นส่วนหนึ่งของการหา Hubble's Law อีกด้วย

การศึกษาองค์ประกอบของชั้นบรรยากาศของ eclipsing binary

เราสามารถศึกษาธาตุที่เป็นองค์ประกอบของชั้นบรรยากาศของวัตถุที่บังดาวฤกษ์ที่เรา กำลังศึกษาอยู่ได้ โดยเฉพาะหากวัตถุที่กำลังบังดาวฤกษ์เป็นดาวเคราะห์ จะทำให้เราสามารถศึกษาองค์ประกอบของชั้นบรรยากาศของดาวเคราะห์ดวงนั้นได้ ทั้งนี้ ชั้นบรรยากาศของดาวเคราะห์นับเป็นส่วนเล็กๆมาก เมื่อเทียบกับขนาดของดาวฤกษ์ และการศึกษาชั้นบรรยากาศอาจทำได้ง่ายกว่าในกรณีที่เป็นกลุ่มก้อนก๊าซขนาดใหญ่ หรือดาวฤกษ์

10.5 โครงการเชิงคำนวณหรือสร้างแบบจำลอง (Computational/Modeling)

สำหรับโครงการระดับนี้ เราจะเน้นไปที่การนำข้อมูลไปวิเคราะห์ต่อ หรือสร้าง simulation/modeling ดังนั้น เราจึงอาจจะข้ามขั้นตอนการบันทึกข้อมูลหรือถ่ายภาพทางดาราศาสตร์ และหันไปใช้ข้อมูลจากฐานข้อมูล หรือสร้างแบบจำลองขึ้นมาเอง

การสร้างโมเดลดาวเคราะห์น้อยจาก light curve

หากเรานำ light curve ที่ทราบดีอยู่แล้วของดาวเคราะห์น้อย เราจะสามารถบอกอะไรได้บ้างเกี่ยวกับรูปร่าง และลักษณะของดาวเคราะห์น้อยนี้? เราอาจจะพยายามสร้างโมเดลโดยใช้การคำนวณทางคอมพิวเตอร์ ผนวกกับการพยายามสร้างแบบจำลองด้วยมือ และยืนยันว่าโมเดลนี้สอดคล้องกับ 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 เพื่อนำไปจัดจำแนกประเภท ทหาระยะห่าง หาความหนาแน่นของกาแล็กซีเทียบกับทิศทาง หรือระยะทาง ฯลฯ จากข้อมูลในฐานข้อมูลที่มีจำนวนมาก ทำให้เราสามารถนำข้อมูลไปวิเคราะห์ได้แทบไม่มีขีดจำกัด

การศึกษาความหนาแน่นของดาว หรือสร้าง catalog ของดาวฤกษ์จากฐานข้อมูล

นอกจากนี้ เรายังสามารถหาลำดับความสว่างของดาว อุณหภูมิ หรือลักษณะอย่างอื่นอีกมากจากฐานข้อมูล และเราสามารถนำข้อมูลเหล่านี้มาเพื่อศึกษาและสร้าง catalog ของดาวฤกษ์ที่เคยมีการทำการสังเกตมาได้

Three-Body Problem

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

การคำนวณคอมพิวเตอร์เพื่อหาการเคลื่อนที่ของวัตถุแบบโปรเจกต์ไต์ ผ่านชั้นบรรยากาศ หรือเส้นทางการเดินทางของยานสำรวจระบบสุริยะ

เป็นการจำลองวัตถุที่โคจร และค่อยๆตกลงในชั้นบรรยากาศของดาว เช่น ดาวเทียมที่โคจรรอบโลก นอกไปจากนี้เรายังอาจจะใช้กฎการเคลื่อนที่ของนิวตันในการคำนวณหาเส้นทางการสำรวจของยานสำรวจในระบบสุริยะ มีคำกล่าวที่ว่า การที่ NASA คำนวณยานอวกาศไปลงดาวอังคาร ไม่มีความจำเป็นต้องใช้ฟิลิซท์ที่ซับซ้อนอะไร 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 ได้จากการศึกษาพล็อตนี้ และค้นพบว่าเอกภพมีการขยายตัวแบบมีความเร่ง ซึ่งนำไปสู่การค้นพบสสารมืด เป็นการค้นพบที่ทำให้นักดาราศาสตร์ได้รับรางวัลโนเบล ในปี ค.ศ. 2011

บทที่ 11

ฐานข้อมูลและเครื่องมือทางดาราศาสตร์ (Resources)

ในบทนี้ผู้เขียนได้นำ เครื่องมือ database และ catalogue ต่างๆ ที่สามารถหาได้จากอินเทอร์เน็ตมาจัดรวมเอาไว้ อย่างไรก็ตามรายชื่อนี้เป็นรายชื่อเพียงเบื้องต้น และ link บนอินเทอร์เน็ตสามารถเปลี่ยนแปลงได้เสมอ ผู้อ่านจึงควรที่จะพยายามหาแหล่งเครื่องมืออื่นๆ ที่น่าเชื่อถือ และตรงกับความต้องการของงานที่ทำ เพิ่มเติมอยู่เสมอ

11.1 NAAP Astronomy Labs

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

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

11.2 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

11.3 CMD 3.3 input form

Link: <http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>

CMD 3.3 input form เป็นเว็บที่สามารถจำลองเส้น isochrone หรือแถบลำดับหลักใน H-R Diagram เมื่อกระจุกดาวมีอายุค่าหนึ่งได้ โดยเราสามารถระบุ parameter ต่างๆ ได้ ตั้งแต่ metalicity, extinction, photometric system ไปจนถึงอายุของกระจุกดาวที่เราต้องการจำลอง ซึ่ง isochrone นี้จะมีประโยชน์เป็นอย่างมากในการทำ main sequence fitting หรือการหาจุดเบนออกจากลำดับหลักเพื่อหาอายุขัยของกระจุกดาว

11.4 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

11.5 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 นอกจากนี้เรายังสามารถหา O-C diagram (กราฟแสดงการเปลี่ยนแปลงคาบของดาวคู่) ของระบบดาวคู่อุปราคาที่ต้องการศึกษาได้อีกด้วย

11.6 PHOEBE

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

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

11.7 OGLE

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

The Optical Gravitational Lensing Experiment (OGLE) เป็นกลุ่มที่ศึกษาเกี่ยวกับ Gravitational Microlensing แต่ นอกจากนี้ OGLE ยังมีฐานข้อมูลที่รวบรวมดาวแปรแสงคาบยาวหลายๆ ประเภทเข้าไว้ด้วยกัน ตั้งแต่ classical Cepheids, type II Cepheids, anomalous Cepheids, RR Lyrae stars, Long Period Variables ฯลฯ เหมาะแก่การหาดาวแปรแสงประเภท Cepheids เพื่อทำการศึกษา

11.8 The Extrasolar Planets Encyclopaedia

Link: <http://exoplanet.eu/>

The Extrasolar Planets Encyclopaedia นั้นเป็นเว็บไซต์ที่ทำหน้าที่รวบรวมดาวเคราะห์นอกระบบสุริยะที่มีการค้นพบมาพร้อมทั้งสามารถให้ข้อมูลที่ทราบเกี่ยวกับดาวเคราะห์นอกระบบได้ เช่น มวล รัศมี คาบการโคจร ปีที่มีการค้นพบ ข้อมูลของดาวฤกษ์ที่ดาวเคราะห์โคจรอยู่ ไปจนถึงการสร้างแบบจำลองเพื่อทำนายการสังเกตการณ์ของการเกิด transit ในอนาคต สามารถใช้วางแผนการสังเกต transit ของดาวเคราะห์นอกระบบสุริยะได้

11.9 Minor Planet Checker

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

MPChecker ใช้เพื่อหาว่ามีวัตถุในระบบสุริยะใกล้บริเวณ และเวลาที่เราสังเกตหรือไม่ โดยสามารถระบุพิกัด เวลาสังเกต ตำแหน่งหอดูดาว รัศมีในการค้นหา ความสว่างปรากฏสูงสุด ฯลฯ ได้

11.10 British Astronomical Association & Society for Popular Astronomy - Comet Section

Link: <http://www.ast.cam.ac.uk/jds/>

BAA Comet section นี้เป็นเว็บไซต์ที่รวบรวมข้อมูลเกี่ยวกับดาวหางที่น่าสนใจที่สามารถสังเกตได้ ณ ตอนนี้ หรือกำลังจะสังเกตได้ เหมาะแก่ผู้ที่ต้องการหาดาวหางที่จะทำการสังเกต

11.11 Heavens Above

Link: <http://www.heavens-above.com>

Heavens Above เป็นเว็บไซต์ที่ทำการคำนวณได้ว่าที่ละติจูดที่เราอยู่ จะมีดาวเทียมที่น่าสนใจผ่านเมื่อไร เช่น สถานีอวกาศนานาชาติ (ISS) รวมไปถึงปรากฏการณ์การเกิด Iridium Flare สำหรับผู้ที่ต้องการสังเกตนดาวเทียม

11.12 Sky Chart

Link: <http://www.heavens-above.com/skychart.aspx>

เป็นโปรแกรมที่สามารถจำลองท้องฟ้าของผู้สังเกตที่ตำแหน่ง และเวลาใดก็ได้ เหมาะกับการจำลองภาพท้องฟ้าเพื่อนำไปตีพิมพ์หรือนำมาแสดงให้ผู้อื่นเห็น

11.13 SIMBAD

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

Set of Identifications, Measurements and Bibliography for Astronomical Data (SIMBAD) เป็นระบบฐานข้อมูลที่สามารถแสดงถึงวัตถุท้องฟ้าใดๆ ที่เคยมีการค้นพบ โดยเราสามารถระบุพิกัดท้องฟ้าของวัตถุที่เราทำการสังเกต และระบบจะค้นหา

วัตถุจากฐานข้อมูลที่อยู่ในระยะรัศมี 10 arcmin ได้ เหมาะสำหรับวัตถุในระบบสุริยะ และไม่มีการเคลื่อนที่ เพื่อตรวจสอบว่า ณ ตำแหน่งที่เรากำลังสังเกต มีวัตถุในระบบสุริยะใดบ้างที่คนเคยค้นพบไปแล้ว

11.14 ALADIN

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

Aladin Sky Atlas เป็นโปรแกรมที่อาจจะมีประโยชน์กับการทำงานวิจัยได้มากที่สุดโปรแกรมหนึ่ง 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

11.15 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 ทำให้เราสามารถใช้งานฐานข้อมูลนี้เพื่อหา supernova ที่เพิ่งมีการค้นพบไปไม่กี่วันที่ผ่านมา และยังสามารถสังเกต light curve ได้

11.16 Latest Supernovae

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

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

11.17 Transient Name Server

Link: <https://wis-tns.weizmann.ac.il/>

Transient Name Server (TNS) เป็นเว็บไซต์ทางการของ IAU ที่มีเอาไว้เพื่อรายงานปรากฏการณ์ transient ที่ค้นพบใหม่ ซึ่งรวมไปถึง candidate ของซูเปอร์โนวา เหมาะแก่การค้นหาวัตถุ transient ต่างๆ รวมไปถึงการค้นหามหาซูเปอร์โนวา

11.18 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

11.19 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

11.20 The Hubble Legacy Archive

Link: <https://hla.stsci.edu/>

The Hubble Legacy Archive เป็นเว็บไซต์ที่รวบรวมภาพถ่ายของกล้องโทรทรรศน์อวกาศฮับเบิลทั้งหมดที่มีการเปิดให้ประชาชนสามารถเข้าถึงได้ ไม่เพียงแต่เว็บนี้จะมีภาพถ่ายทางดาราศาสตร์ที่บันทึกเอาไว้โดยกล้องโทรทรรศน์อวกาศฮับเบิลเพียงเท่านั้น แต่เรายังสามารถไปดาวน์โหลดภาพถ่ายเพื่อมาปรับแต่งเป็นภาพสีด้วยตัวเราเอง

ภาคผนวก A

เลขนัยสำคัญ (Significant Figures)

ความจริงแล้ว เรื่องของเลขนัยสำคัญไม่ใช่เรื่องที่ไกลตัวอย่างที่เราคิด เรามีการใช้เลขนัยสำคัญอยู่ทุกวันในชีวิตประจำวัน เรานัดเวลา กัน "เที่ยงครึ่ง" แต่เราไม่ใช้เวลานัดเป็น 12:31 นาฬิกา 38.28361 วินาที เรอบอกส่วนสูงเป็น 156 ซม. แต่ไม่ใช่ 1.569274938639 เมตร เราซื้อเนื้อหมูกันเป็นกิโลกรัม เป็นขีด แต่เราไม่ได้ซื้อเนื้อหมูกัน 1.028649761949 กิโลกรัม เราเรียกหลักของตัวเลขที่มีใจความสำคัญของข้อมูลที่เราต้องการสื่อว่า เลขนัยสำคัญ

ในความเป็นจริงแล้ว ค่าที่แท้จริงของจำนวนสักอย่างสามารถเขียนอยู่ในรูปของเลขทศนิยมได้ไม่จำกัด สาเหตุหนึ่งที่เราไม่จำเป็นต้องใช้ความแม่นยำไม่จำกัดเสมอไปในชีวิตประจำวัน สาเหตุหนึ่งก็เป็นเพราะว่า เราไม่มีความจำเป็นต้องใช้ความแม่นยำขนาดนั้น เช่น หากเราต้องการนัดเพื่อนที่หน้าสถานี เราไม่จำเป็นต้องการให้ไปถึงพร้อมกันในระดับวินาที แต่หากว่าไปให้ถึงพร้อมกันภายในเวลาบวกหรือลบห้านาทีก็พอได้แล้ว

อีกเหตุผลหนึ่งที่เราจำกัดเลขนัยสำคัญด้วยจำนวนหลักที่ไม่มากเป็นเพราะว่า ในทางปฏิบัติแล้ว เครื่องมือในการวัดของเราไม่อาจวัดได้ด้วยความแม่นยำอย่างไม่จำกัดเสมอไป เช่น ในการนัดเวลา นาฬิกาของแต่ละคนมีความเที่ยงตรง เดินช้าเร็วไม่เท่ากัน และเราไม่ได้เทียบกันนาฬิกามาตรฐานด้วยความแม่นยำถึงในหลักวินาที ดังนั้นขีดจำกัดของเลขนัยสำคัญทั่วไปก็คือความแม่นยำของอุปกรณ์ในการวัด

ในทางวิทยาศาสตร์ก็เช่นกัน เราจำเป็นต้องมีการจำกัดหลักของเลขนัยสำคัญเท่าที่เรจะสามารถรายงานได้ด้วยความมั่นใจ เช่น ในการชั่งน้ำหนักสารด้วยตาชั่งทั่วไป เราอาจจะบอกว่าสารมีมวล 12.8 กรัม แต่ในการชั่งด้วยเครื่องชั่งอย่างละเอียด เราอาจจะสามารถรายงานได้ว่าสารมีมวล 12.839 กรัม สำหรับเครื่องชั่งที่มีความละเอียดไปถึงหลักมิลลิกรัม หากเราใช้ตาชั่งอย่างง่ายในกรณีแรก แต่รายงานว่า สารมีน้ำหนัก 12.813 ตัวเลข "0.013" หลังจาก "12.8" เป็นตัวเลขที่ไม่มีความสำคัญ เนื่องจากเป็นตัวเลขที่ตาชั่งอย่างหยาบไม่สามารถจำแนกได้ การรายงานผลเกินเลขนัยสำคัญอาจจะทำให้คนที่เราสื่อสารด้วยเข้าใจผิดว่า เครื่องมือในการวัดของเรามีความแม่นยำในการวัดถึงระดับมิลลิกรัม ทั้งที่ไม่เป็นความจริง การรายงานผลทางวิทยาศาสตร์ 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 เราสามารถเขียนจำนวนนี้เอาไว้ในรูปของ สัญกรณ์วิทยาศาสตร์ (scientific notation)

แนวความคิดพื้นฐานของสัญกรณ์วิทยาศาสตร์ โดยทั่วไปจะเขียนตัวเลขให้อยู่ในนิพจน์ของเลขยกกำลังฐานสิบ 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 ว่า จำนวนที่เราวัดได้ 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 ผลลัพธ์จะมีหลักทศนิยมเท่ากับจำนวนที่มีหลักในทศนิยมน้อยกว่า เช่น $100.0 + 1.111 = 101.1$
- การคูณและหาร ผลลัพธ์จะมีหลักในเลขนัยสำคัญเท่ากับจำนวนที่มีหลักนัยสำคัญน้อยกว่า เช่น $123,456 \times 7.89 = 947,000$ หรือ 9.47×10^5
- เลขจำนวนเต็มหรือค่าคงที่ที่มีค่าแน่นอน ให้ถือว่านัยสำคัญไม่จำกัด 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)

“ทุกๆการวัดก็คือการโกหก ความท้าทายอยู่ตรงที่ว่า เราพร้อมที่จะเชื่อในคำโกหกนั้นมากน้อยเพียงใด”

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

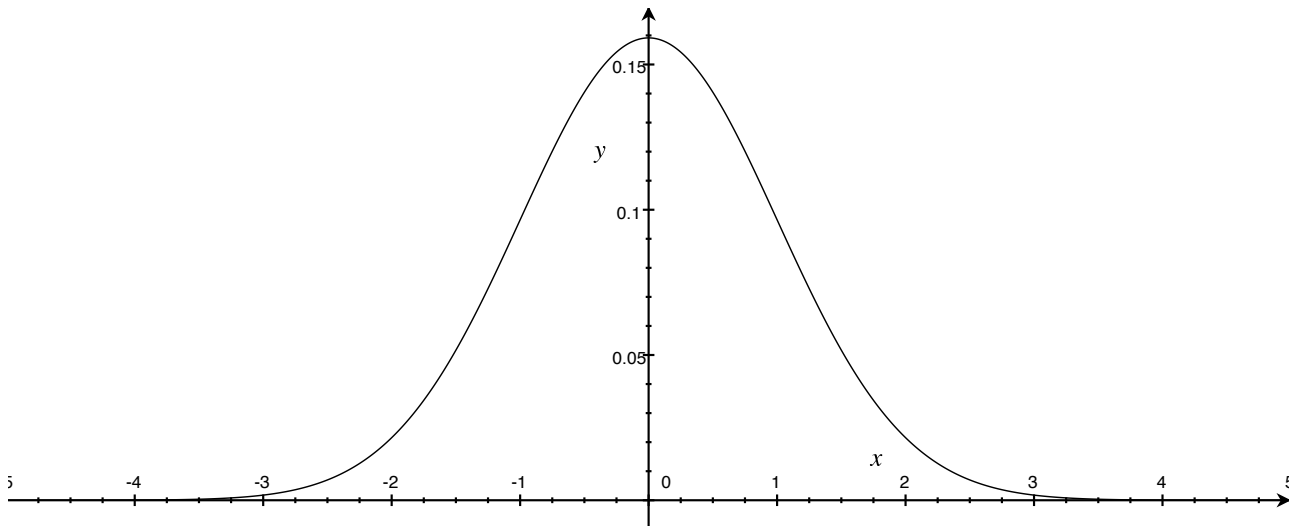
นอกจากนี้ เราอาจจะพบว่า ในการสุ่มตัวอย่างในกาวัดค่าของวัตถุจากประชากร หนึ่ง เราอาจจะได้ค่าการวัดที่ไม่เท่ากันทุกครั้ง และค่าที่วัดได้จากการสุ่มมีการกระจายตัวออกไปในทางสถิติ เนื่องจากค่าที่ได้นั้นมีทั้งค่าที่แตกต่างกันไปตามแต่ละวัตถุในประชากร และในการวัดแต่ละครั้งเองเราก็ได้ค่าในการวัดจากเครื่องมือที่ไม่สม่ำเสมอ

B.1 ความคลาดเคลื่อนในการวัด (Measurement Error)

หากเราเปรียบว่าแท่งไม้แท่งหนึ่งมีความยาวที่แท้จริงเป็นเลขทศนิยมที่มีหลักนัยสำคัญที่ไม่จำกัด การวัดก็คือการประมาณค่านี้ด้วยไม้เมตรที่แทนด้วยขีดบอกความยาวที่มีจำนวนช่องที่จำกัด ดังนั้น สิ่งที่เราได้จากการวัดมีอยู่สองส่วน ส่วนหนึ่งก็คือตัวเลขความยาวที่ได้จากการ “ประมาณ” ด้วยไม้เมตรที่ตีจำนวนช่อง และอีกส่วนที่ได้ก็คือความคลาดเคลื่อนที่ได้จากการประมาณค่าความยาวนั้นด้วยไม้เมตรที่ใช้วัด

ปริมาณความคลาดเคลื่อนในการวัดนี้ ขึ้นอยู่กับวิธี และอุปกรณ์ที่ใช้วัด สำหรับเครื่องวัดที่มีสเกลบอกค่าในการวัดทุกๆไป เรามักจะให้ขีดจำกัดความคลาดเคลื่อนอยู่ที่หน่วยย่อยสุดของสเกล หรือเราอาจจะประมาณหน่วยย่อยกว่านั้นด้วยสายตาโดยการแบ่งขีดย่อยลงไปอีกเป็น ครึ่ง หรือ หนึ่งในสิบส่วน ตามแต่ความกว้างของช่องนั้นๆ

ในเครื่องมือวัดทางดิจิทัลหลายๆ ชนิด ความคลาดเคลื่อนมักจะใช้เป็นค่าในทศนิยมส่วนที่น้อยที่สุดที่เครื่องมือวัดได้ ในหลายอุปกรณ์ความคลาดเคลื่อนอาจจะระบุเอาไว้ในอุปกรณ์

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

B.2 ความคลาดเคลื่อนทางสถิติ (Statistical Error)

ความคลาดเคลื่อนอีกแหล่งหนึ่งที่เกิดขึ้น ก็คือความคลาดเคลื่อนทางสถิติ อาจเกิดจากการสุ่มของกลุ่มประชากรที่ต้องการวัด หรือเกิดจากความคลาดเคลื่อนในการวัดแต่ละครั้งด้วยเครื่องมือเดียวกัน ที่ได้ไม่เท่ากัน เช่น ในการวัดฟลักซ์ของแสงดาวบน CCD นั้น ถึงแม้ว่าเราจะใช้เวลาเปิดหน้ากล้องที่เท่ากัน ด้วยการตั้งค่าของอุปกรณ์ที่เหมือนกัน เราอาจจะพบว่ามียูนิตรอนที่ตกลงบน 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 นั่นคือ ค่าเฉลี่ย \bar{x} และส่วนเบี่ยงเบนมาตรฐาน σ

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

สำหรับข้อมูลทั่วไป เราสามารถหาค่าเฉลี่ยได้จากสมการ

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

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% ของห้อง 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) เนื่องจากข้อมูลฟลักซ์ที่เราวัดได้จากทุก 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 $\bar{x} = \lambda$ และนอกจากนี้ ส่วนเบี่ยงเบนมาตรฐานของข้อมูลชุดนี้จะมีค่าเท่ากับ $\sigma = \sqrt{\lambda}$

เราสามารถนำการกระจายตัวแบบ Poisson มาอธิบายการเก็บข้อมูลใน CCD ทางดาราศาสตร์ได้ สมมติว่าการเปิดหน้ากล้องยาวหนึ่งวินาทีเพื่อสังเกตดาวหนึ่งดวง เราคาดว่าจะพบอิเล็กตรอนใน pixel หนึ่งของ CCD อยู่ 9 ตัว (หลังจากได้หักลบจาก noise ไปแล้ว) เราจะพบว่าหากเราถ่ายภาพนี้ซ้ำหลายรอบ เราอาจจะได้ค่าอิเล็กตรอนตั้งแต่ไม่กี่ตัว ไปจนถึงหลายสิบ ทั้งนี้ ความน่าจะเป็นที่เป็นไปได้จะลดหลั่นลงไปเมื่อค่านั้นห่างจาก 9 มากขึ้น เราอาจจะสามารถเขียนข้อมูลที่วัดได้อยู่ในรูป 9 ± 3 (จาก $\sigma = \sqrt{9}$) เราพบว่า ข้อมูลชุดนี้ มีอัตราความไม่แน่นอนต่อข้อมูลอยู่ที่ 3/9 หรือถึงกับ 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 ในการวัดขนาดของลูกบิงปอง เราอาจจะพบว่าในการวัดแต่ละครั้งอาจจะได้ขนาดเส้นผ่านศูนย์กลางที่ต่างกันไป (เช่น เราอาจจะไม่ได้วัดตรงเส้นผ่านศูนย์กลางพอดี) แต่การกระจายของข้อมูลก็จะอยู่รอบๆค่าเส้นผ่านศูนย์กลางที่แท้จริง แต่หากว่าเรามีอุปกรณ์วัดที่มีปัญหา เช่น ไม้บรรทัดที่เขียนสเกลผิดพลาด เราจะพบว่าค่าเฉลี่ยที่ได้จากการวัดจะมีการเลื่อนไปจากค่าจริงทั้งหมด ความคลาดเคลื่อนในลักษณะนี้เรียกว่าความคลาดเคลื่อนเชิงระบบ

ความคลาดเคลื่อนเชิงระบบอาจจะเป็นอย่างไรที่ค้นพบได้ยาก แต่มีความสำคัญมาก และแหล่งที่มาของความคลาดเคลื่อนเชิงระบบไม่ได้มาจากเครื่องมือที่วัดเสมอไป แต่อาจจะขึ้นอยู่กับขั้นตอน กระบวนการ หรือสมมติฐานที่เราใช้ในการคำนวณค่าที่เราต้องการ 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 และในการวัดทุกๆด้านของสี่เหลี่ยมก็มีความคลาดเคลื่อน 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 สำหรับการรวมแหล่งความไม่แน่นอนที่มาจากทางสถิติและการวัด ในกรณีที่ความไม่แน่นอนจากแหล่งหนึ่งมีมากกว่าอีกแหล่งหนึ่งมาก เราจะพบว่าความไม่แน่นอนของผลลัพธ์จะขึ้นอยู่กับแหล่งความไม่แน่นอนที่มากกว่าเป็นส่วนใหญ่ ดังนั้นหากกรณีที่ความไม่แน่นอนทางสถิติมีค่ามากกว่าการวัดในระดับที่มาก เราจึงอาจจะใช้ความไม่แน่นอนทางสถิติแทนผลลัพธ์ไปโดยปริยาย หรือหากในการวัดระยะทางสองส่วนที่แม่นยำมาก และแม่นยำน้อย เราสามารถใช้ความไม่แน่นอนจากส่วนที่มีความแม่นยำน้อยแทนได้

ความคลาดเคลื่อนของผลคูณ

ในกรณีที่เรากำลังต้องการหาความคลาดเคลื่อนที่เกิดจากผลคูณของสองจำนวน 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 แม้กระทั่งในการคำนวณทางสถิติบางครั้งก็ยังมีคลาดเคลื่อนเพิ่มมาด้วย (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 บวกกับความไม่แน่นอน ค่านี้แทนช่วงหนึ่งของจำนวนที่เรามีความเชื่อมั่นว่าค่าที่แท้จริงของวัตถุจะอยู่ระหว่างจำนวนนี้ เราเรียกขีดช่วงความเชื่อมั่นนี้ว่า Confidence Interval (C.I.) เช่น เราอาจจะรายงานผลว่า ความยาวของไม้เมตรอยู่ที่ 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

สูตรทางคณิตศาสตร์ (Mathematical Formulas)

เอกลักษณ์ตรีโกณมิติ:

$$\sin^2 \theta + \cos^2 \theta = 1$$

$$1 + \cot^2 \theta = \csc^2 \theta$$

$$\tan^2 \theta + 1 = \sec^2 \theta$$

$$\sin(A \pm B) = \sin A \cos B \pm \cos A \sin B$$

$$\cos(A \pm B) = \cos A \cos B \mp \sin A \sin B$$

$$\tan(A \pm B) = \frac{\tan A \pm \tan B}{1 \mp \tan A \tan B}$$

$$\sin(2\theta) = 2 \sin \theta \cos \theta = \frac{2 \tan \theta}{1 + \tan^2 \theta}$$

$$\cos(2\theta) = \cos^2 \theta - \sin^2 \theta = 2 \cos^2 \theta - 1 = 1 - 2 \sin^2 \theta = \frac{1 - \tan^2 \theta}{1 + \tan^2 \theta}$$

$$\tan(2\theta) = \frac{2 \tan \theta}{1 - \tan^2 \theta}$$

เอกลักษณ์ลอการิทึม

$$\log(AB) = \log A + \log B$$

$$\log(A/B) = \log A - \log B$$

$$\log(A^B) = B \log A$$

$$\log_B A = \frac{\log_c A}{\log_c B}$$

ภาคผนวก E

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)

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

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

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 F

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

ภาคผนวก G

ข้อมูลดาวในลำดับหลัก (Stellar Classification Data)

Stellar Type	Mass M_{Sun}	Luminosity L_{Sun}	Radius R_{Sun}	Temp K	Color Index $B - V$	Abs Mag M_V
O0V	100.0	1240000.00	15.30	50000	-0.35	-5.9
O1V	97.5	994000.00	15.00	47800	-0.35	-5.8
O2V	95.0	795000.00	14.70	45600	-0.35	-5.7
O3V	92.5	634000.00	14.50	43400	-0.34	-5.6
O4V	90.0	504000.00	14.40	41200	-0.34	-5.5
O5V	60.0	398000.00	14.20	39000	-0.33	-5.4
O6V	37.0	260000.00	12.90	36800	-0.32	-5.1
O7V	30.0	154000.00	11.30	34600	-0.32	-4.7
O8V	23.0	99100.00	10.30	32400	-0.31	-4.4
O9V	20.0	57600.00	9.04	30200	-0.30	-4.0
B0V	17.5	36200.00	8.34	28000	-0.29	-3.7
B1V	14.2	19400.00	6.97	26190	-0.28	-3.2
B2V	10.9	9360.00	5.59	24380	-0.27	-2.6
B3V	7.6	4890.00	4.71	22570	-0.25	-2.1
B4V	6.7	2290.00	3.82	20760	-0.24	-1.5
B5V	5.9	1160.00	3.26	18950	-0.22	-1.0
B6V	5.2	692.00	3.07	17140	-0.20	-0.7
B7V	4.5	404.00	2.94	15330	-0.18	-0.4
B8V	3.8	211.00	2.73	13520	-0.15	0.0
B9V	3.4	119.00	2.73	11710	-0.11	0.3
A0V	2.9	67.40	2.88	9900	-0.06	0.6
A1V	2.7	49.20	2.59	9650	-0.06	0.9
A2V	2.5	39.40	2.44	9400	-0.05	1.1
A3V	2.4	28.90	2.20	9150	-0.04	1.4
A4V	2.1	23.20	2.09	8900	0.00	1.6
A5V	1.9	17.00	1.89	8650	0.05	1.9
A6V	1.8	15.10	1.89	8400	0.09	2.0
A7V	1.8	12.20	1.81	8150	0.14	2.2

Stellar Type	Mass M_{Sun}	Luminosity L_{Sun}	Radius R_{Sun}	Temp K	Color Index $B - V$	Abs Mag M_V
A8V	1.8	10.90	1.81	7900	0.19	2.3
A9V	1.7	8.85	1.75	7650	0.24	2.5
F0V	1.6	7.94	1.77	7400	0.30	2.6
F1V	1.6	6.56	1.67	7260	0.33	2.8
F2V	1.5	5.95	1.65	7120	0.36	2.9
F3V	1.5	4.94	1.57	6980	0.39	3.1
F4V	1.4	4.50	1.56	6840	0.42	3.2
F5V	1.4	3.75	1.48	6700	0.46	3.4
F6V	1.3	3.13	1.41	6560	0.49	3.6
F7V	1.3	2.62	1.35	6420	0.52	3.8
F8V	1.2	2.41	1.35	6280	0.56	3.9
F9V	1.1	2.03	1.30	6140	0.60	4.1
G0V	1.1	1.72	1.25	6000	0.63	4.3
G1V	1.0	1.46	1.19	5890	0.66	4.5
G2V	1.0	1.23	1.14	5780	0.69	4.7
G3V	1.0	1.15	1.15	5670	0.72	4.8
G4V	0.9	0.98	1.10	5560	0.75	5.0
G5V	0.9	0.84	1.06	5450	0.79	5.2
G6V	0.9	0.79	1.07	5340	0.82	5.3
G7V	0.9	0.68	1.04	5230	0.85	5.5
G8V	0.8	0.65	1.06	5120	0.89	5.6
G9V	0.8	0.57	1.03	5010	0.92	5.8
K0V	0.8	0.54	1.05	4900	0.96	5.9
K1V	0.8	0.44	1.01	4760	1.00	6.2
K2V	0.7	0.40	1.02	4620	1.05	6.4
K3V	0.7	0.34	0.99	4480	1.10	6.7
K4V	0.7	0.31	1.02	4340	1.15	6.9
K5V	0.7	0.27	1.00	4200	1.20	7.2
K6V	0.6	0.21	0.96	4060	1.26	7.6
K7V	0.6	0.19	0.97	3920	1.31	7.9
K8V	0.6	0.16	0.95	3780	1.37	8.3
K9V	0.5	0.14	0.98	3640	1.43	8.6
M0V	0.5	0.13	0.99	3500	1.49	9.0
M1V	0.5	0.06	0.77	3333	1.57	10.1
M2V	0.4	0.03	0.61	3167	1.65	11.2
M3V	0.3	0.02	0.51	3000	1.74	12.3
M4V	0.3	0.01	0.44	2833	1.83	13.4
M5V	0.2	0.01	0.38	2667	1.93	14.6
M6V	0.2	0.00	0.37	2500	2.03	15.7
M7V	0.1	0.00	0.38	2333	2.14	16.8
M8V	0.1	0.00	0.43	2167	2.26	17.9
M9V	0.1	0.00	0.55	2000	2.39	19.0

National Astronomical Research Institute of Thailand (Public Organization)

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

- ▶ สถาบันวิจัยดาราศาสตร์แห่งชาติ (องค์การมหาชน)
อุทยานดาราศาสตร์สิรินธร เลขที่ 260 หมู่ 4 ต.ดอนแก้ว อ.แม่ริม จ.เชียงใหม่ 50180
โทรศัพท์ : 0-5312-1268-9 โทรสาร : 0-5312-1250
- ▶ สำนักงานประสานงาน กรุงเทพฯ สถาบันวิจัยดาราศาสตร์แห่งชาติ (องค์การมหาชน)
ชั้น 2 เลขที่ 75/47 กระทรวงการอุดมศึกษา วิทยาศาสตร์ วิจัยและนวัตกรรม ซอยโยธี ถนนพระรามที่ 6
แขวงทุ่งพญาไท เขตราชเทวี กรุงเทพฯ 10400 โทรศัพท์ : 0-2354-6652 โทรสาร : 0-2354-7013
- ▶ หอดูดาวเฉลิมพระเกียรติ 7 รอบ พระชนมพรรษา ฉะเชิงเทรา
เลขที่ 999 หมู่ 3 ต.จันทิมา อ.แปลงยาว จ.ฉะเชิงเทรา 24190 โทรศัพท์ : 0-3858-9396 โทรสาร : 0-3858-9395
- ▶ หอดูดาวเฉลิมพระเกียรติ 7 รอบ พระชนมพรรษา นครราชสีมา
เลขที่ 111 ถ.มหาวิทยาลัย ต.สุรนารี อ.เมือง จ.นครราชสีมา 30000 โทรศัพท์ : 0-4421-6254 โทรสาร : 0-4421-6255
- ▶ หอดูดาวเฉลิมพระเกียรติ 7 รอบ พระชนมพรรษา สงขลา
เลขที่ 79/4 หมู่ 4 ต.เขารูปช้าง อ.เมือง จ.สงขลา 90000 โทรศัพท์ : 0-7430-0868 โทรสาร : 0-7430-0867
E-mail : Info@narit.or.th www.NARIT.or.th

